



HAL
open science

Production des éléments s dans la Voie Lactée : apports des relevés spectroscopiques au sol et dans l'espace

Gabriele Antonio Pio Contursi

► **To cite this version:**

Gabriele Antonio Pio Contursi. Production des éléments s dans la Voie Lactée : apports des relevés spectroscopiques au sol et dans l'espace. Astrophysique [astro-ph]. Université Côte d'Azur, 2023. Français. NNT : 2023COAZ4077 . tel-04519746

HAL Id: tel-04519746

<https://theses.hal.science/tel-04519746>

Submitted on 25 Mar 2024

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

THÈSE DE DOCTORAT

Production des éléments s dans la Voie Lactée :
apports des relevés spectroscopiques au sol et dans l'espace

Gabriele Antonio Pio Contursi

Laboratoire J-L. Lagrange - Observatoire de la Côte d'Azur

**Présentée en vue de l'obtention
du grade de docteur en** Sciences de
la Planète et de l'Univers
d'Université Côte d'Azur

Dirigée par : Patrick De Laverny

Soutenue le : 20 Octobre 2023

Devant le jury, composé de :

Patrick De Laverny, Astronome, OCA

Francesca Matteucci, Professeur,
Université de Trieste

Katia Cunha, Professeur Associé,
Université de l'Arizona

Nils Ryde, Professeur, Observatoire de
Lund

David Katz, Astronome Adjoint,
Observatoire de Paris

Sergio Cristallo, Professeur Associé,
Osservatorio d'Abruzzo

Production des éléments s dans la Voie Lactée: apports des relevés spectroscopiques au sol et dans l'espace

Rapporteurs:

Mme. Francesca Matteucci, Professeur, Université de Trieste

Mme. Katia Cunha, Professeur Assistant, Université de l'Arizona

Examineurs:

M. Nils Ryde, Professeur, Observatoire de Lund

M. David Katz, Astronome, Observatoire de Paris

M. Sergio Cristallo, Professeur Associé, Osservatorio d'Abruzzo

RÉSUMÉ

Des études approfondies de notre Galaxie ont révélé la présence de nombreuses structures distinctes mais interconnectées.

Afin de tracer la formation et l'évolution de notre Galaxie, l'étude des propriétés dynamiques, cinématiques et chimiques d'un large échantillon d'étoiles est crucial. Notamment grâce à la spectroscopie, il est possible de relier le spectre d'absorption des étoiles à leurs paramètres physico-chimiques comme leur abondance chimique de surface.

Cependant, tous les éléments chimiques ne sont pas produits par les mêmes voies de nucléosynthèse. Par exemple, les étoiles massives et surtout les AGB sont les principales sources de formation des éléments créés par capture de neutrons lents dans les couches internes de l'étoile. Ces éléments s sont localisés autour de trois pics : Zr, Ce-Nd et Pb. L'étude de ces éléments permet de mettre en lumière les voies de nucléosynthèse ayant enrichi le milieu interstellaire et de contraindre la nucléosynthèse au sein des AGBs.

D'autre part, l'archéologie galactique repose sur l'étude d'un grand nombre d'étoiles pour caractériser les différentes composantes de la Galaxie. C'est dans ce contexte que le dernier relevé de la mission spatiale Gaia contient, pour la première fois, les données spectroscopiques permettant la paramétrisation d'un nombre sans précédent d'étoiles.

Parmi les 5,6 millions d'étoiles ayant des paramètres atmosphériques spectroscopiques publiés dans le troisième relevé Gaia, la plupart sont complétés par jusqu'à 13 abondances chimiques individuelles, parmi lesquels se trouve des abondances d'éléments s (Ce et Nd). Ces abondances chimiques sont déterminées par la comparaison entre les spectres observés et les spectres synthétiques par le module *GSP-Spec*. Cette analyse nécessite une liste précise des transitions atomiques (et moléculaires) pour le calcul de spectres synthétiques réalistes. Afin de construire une telle liste, nous avons débuté avec la liste de raies publiée par le relevé Gaia-ESO. Nous avons sélectionné six étoiles de références couvrant un vaste domaine de paramètres atmosphériques et calculé leurs spectres synthétique. Nous les avons comparés avec des spectres observés à basse et haute résolution spectrale. Nous avons identifié les raies avec les plus grandes différences et calibré leur force d'oscillateur.

Grâce aux abondances publiées par *GSP-Spec*, nous avons étudié le contenu en cérium du disque de la Voie Lactée. Nous avons trouvé une absence de variation de $[Ce/Fe]$ en fonction de $[M/H]$. Nous avons aussi observé un rapport $[Ce/Ca]$ croissant en fonction de $[Ca/H]$, illustrant la contribution tardive des AGBs par rapport aux supernovae de type II. Dans le halo, nous avons identifié 11 étoiles avec des abondances de Ce appartenant à des systèmes accrétés. Une abondance de Ce plus faible semble liée à une masse plus faible du progéniteur.

Nous avons ensuite étudié les abondances de Ce et Nd dans les AGBs de *GSP-Spec* et avons trouvé une bonne corrélation entre ces deux éléments. Nous avons aussi trouvé des abondances de Ce et de Nd plus élevées pour les AGBs plus évoluées à métallicité similaire, illustrant les épisodes de mélange successifs enrichissant leur surface en éléments s. Nous avons comparé les abondances de Ce et de Nd observées avec les modèles d'AGB et nous avons trouvé que les abondances plus élevées de Ce et de Nd peuvent s'expliquer par des

AGBs de masse initiale entre 1.5 et 2.5 M_{\odot} .

Pour compléter ces études sur le deuxième pic des éléments du processus s, nous avons aussi analysé le contenu en Pb (troisième pic) de la Voie Lactée avec des spectres au sol dans le cadre du projet AMBRE. Nous avons établi un échantillon d'environ 700 étoiles avec une abondance de Pb, ce qui est le plus grand échantillon d'abondances de Pb jamais publié.

En résumé, grâce à la mission Gaia et un grand échantillon d'abondances d'éléments du processus s, nous avons pu étudié leur contenu dans la Voie Lactée et dans les étoiles AGB.

Mots Clés : Astrophysique, Archéologie galactique, Spectroscopie stellaire, Abondances éléments lourds, Mission Gaia, Etoiles de masse faible et intermédiaires

Abstract

In-depth studies of our Galaxy have revealed the presence of many distinct but interconnected structures.

In order to trace the formation and evolution of our Galaxy, the study of the dynamics, kinematics and chemistry of a very large sample of stars is of crucial importance. Among the different observing methods available, spectroscopy offers the possibility to relate the absorption spectra of stars to chemo-physical parameters such as surface chemical abundances.

However, not all chemical elements are produced by the same sources and nucleosynthesis channels. For instance, massive stars and especially Asymptotic Giant Branch stars (AGBs) are the main sources of the formation of elements formed by captures of slow neutrons in stellar interior. Such s-process elements are located around three peaks : Zr, Ce-Nd and Pb. The study of these heavy elements makes it possible to highlight the various nucleosynthesis channels that have enriched the interstellar medium and to constrain and better understand the nucleosynthesis within AGBs.

On another hand, Galactic Archaeology relies on the study of a large amount of stars in order to statistically characterise the different Galactic components. Within this context, the latest Gaia data release contains for the first time spectroscopic data from all-sky space allowing the parametrization of an unprecedented number of stars.

Indeed, among the 5.6 million stars with spectroscopic atmospheric parameters published with the Gaia DR3, most of them are complemented by up to 13 individual chemical abundances, among which s-process element abundances of Ce and Nd were published. Such chemical abundances were determined through the comparison between observed and synthetic spectra by the DPAC/*GSP-Spec* pipeline. The latter requires an accurate line list of atomic (and molecular) transitions for the computation of realistic model spectra. The first goal of this thesis was to build an improved line list for the analysis of Gaia/RVS spectra. To build such a linelist, we started with the one published by the Gaia-ESO survey. We selected six reference stars covering a wide range of atmospheric parameters and computed their synthetic spectra. We compared them with observed ones at low and high spectral resolution. We then identified the lines with the largest mismatches and calibrated their oscillator strength.

Thanks to the published *GSP-Spec* abundances, we then studied the cerium content of the Milky Way disc. We found a rather flat [Ce/Fe] versus [M/H] trend. We also report an increasing [Ce/Ca] versus [Ca/H], illustrating the late contribution of AGBs with respect to supernovae of type II for Ce production. In the Galactic halo population, we found 11 stars with cerium abundances belonging to accreted systems. A smaller Ce abundance may be linked to a lower mass of the progenitor. We also investigated the Ce and Nd abundances in the *GSP-Spec* AGB stars. We found a good correlation between Ce and Nd abundances in AGB stars. We also found higher Ce and Nd abundances for more evolved AGB stars of similar metallicity, illustrating the successive mixing episodes enriching the AGB surface in s-process elements formed deeper in their stellar interior. We then compared the observed Ce and Nd abundances with AGB models and found that the higher Ce and Nd abundances

can mainly be explained by AGBs of initial mass between 1.5 and 2.5 M_{\odot} .

To complement these studies on the second peak of s-process elements (Ce and Nd), we have also analysed the Pb (third peak) content of the Milky Way with ground-based spectra within the AMBRE project. We found a sample of about 700 stars with Pb abundance, which is the largest sample of Pb abundances ever published.

In summary, thanks to the Gaia mission and to very large samples of s- process element abundances, we have been able to study their content in the Milky Way and in AGB stars.

Keywords : Astrophysics, Galactic archeology, Stellar spectroscopy, Heavy elements abundances, Gaia mission, Low and intermediate mass stars

TABLE DES MATIÈRES

Table des matières	v
Liste des figures	xi
Liste des tableaux	xiii
1 Introduction	1
1.1 Qu'est-ce que la Voie Lactée?	4
1.1.1 Pourquoi la Voie Lactée s'appelle-t elle ainsi?	4
1.1.2 Structure de la Voie Lactée	4
1.1.3 Le Grand Débat	5
1.1.4 Classification des Galaxies	6
1.2 Composition et structure de notre Galaxie	7
1.2.1 Propriétés générales	8
1.2.2 Disque(s) Galactique(s)	10
1.2.3 Le Bulbe Galactique	13
1.2.4 Le Halo Galactique	14
1.3 Modèle Λ CDM et formation de la Voie Lactée	15
1.3.1 Une brève histoire de l'Univers	15
1.3.2 Limitations actuelles du modèle Λ CDM	17
1.4 Introduction aux grands relevés stellaires	17
1.4.1 Geneva-Copenhagen Survey	17
1.4.2 SEGUE	18
1.4.3 RAVE	18
1.4.4 LAMOST	18
1.4.5 Pristine	19
1.4.6 GALAH	19
1.4.7 APOGEE	20
1.4.8 Le relevé Gaia-ESO	20
1.4.9 Abondances chimiques et relevés actuels	21
1.4.10 Relevés spectroscopiques futurs	21
1.5 La mission spatiale Gaia	23
1.5.1 Instruments à bord	25
1.5.2 Quelques résultats de la Gaia DR3	26
1.6 Les objectifs de cette thèse	27
2 Evolution et Nucléosynthèse Stellaires	32
2.1 D'où provient la lumière des étoiles?	35
2.2 Cycle de vie des étoiles	36
2.2.1 Naissance des étoiles	36
2.2.2 Evolution et structure stellaire	37
2.2.3 Étoiles de masse faible ($M \lesssim 2.2 M_{\odot}$)	38
2.2.4 Étoiles de masse intermédiaire ($2.2 \lesssim M \lesssim 8M_{\odot}$)	44
2.2.5 Étoiles massives ($M \gtrsim 8M_{\odot}$)	47
2.3 Etoiles de la Branche Asymptotique des Géantes	51

2.4	Nucléosynthèse des éléments plus légers que le fer	52
2.4.1	Abondances des éléments les plus légers	56
2.4.2	Processus α	56
2.4.3	Processus e	57
2.5	Au-delà du pic de fer	59
2.5.1	Processus s	60
2.5.2	Processus r	66
2.5.3	Processus p	67
2.5.4	Processus ν	69
2.5.5	Processus i	69
2.6	Synthèse	70
3	Spectroscopie et paramétrisation des étoiles	71
3.1	L'atmosphère des étoiles	74
3.1.1	Corps Noir et luminosité des étoiles	74
3.1.2	Équilibre Thermodynamique Local	75
3.2	Transfert radiatif dans les étoiles	77
3.2.1	Opacité	77
3.2.2	Intensité spécifique	78
3.3	Formation des raies spectrales	80
3.3.1	Profondeur optique de la raie	80
3.3.2	Profils d'absorption	81
3.3.3	Profil de Voigt	82
3.3.4	Autres processus d'élargissement	83
3.3.5	Formation des raies en fonction de la profondeur de l'atmosphère	87
3.4	Détermination des paramètres stellaires	89
3.4.1	Température Effective	89
3.4.2	Gravité de surface	92
3.5	Méthodes de paramétrisation stellaire automatiques	94
3.5.1	Méthodes d'optimisation	94
3.5.2	Méthodes de projection	95
3.5.3	Méthodes de classification	95
3.6	Détermination des abondances chimiques	95
3.6.1	Les outils	96
3.6.2	Largeur équivalente	97
3.6.3	Synthèse spectrale	99
3.7	Synthèse (pas spectrale cette fois ci)	99
4	Liste de raies <i>GSP-Spec</i> pour l'analyse des spectres Gaia RVS	101
4.1	Sélection des étoiles de référence	103
4.1.1	Paramètres atmosphériques des étoiles de référence	103
4.1.2	Spectres synthétiques des étoiles de référence	110
4.2	Comparaison entre les spectres observés et synthétiques calculés avec la liste de raies GES	112
4.2.1	Etoiles géantes froides	114
4.2.2	Etoiles Naines	115

4.2.3	Comparaison entre les étoiles naines et géantes de température effective similaire	120
4.3	Liste de raies optimisées <i>GSP-Spec</i>	121
4.3.1	Calibration astrophysique	121
4.3.2	Qualité de la liste de raies <i>GSP-Spec</i>	122
4.3.3	Identification d'une raie de Fe II	126
4.4	Bilan	127
5	General Stellar Parametrizer from Spectroscopy : <i>GSP-Spec</i>	133
5.1	Méthodes employées pour le module <i>GSP-Spec</i>	135
5.1.1	Grilles de spectres synthétiques	135
5.1.2	Détermination des paramètres stellaires et des abondances chimiques	138
5.1.3	Spectres RVS	142
5.2	Principaux résultats de la paramétrisation <i>GSP-Spec</i>	143
5.2.1	Flag de qualité : <i>flags_gspspec</i>	144
5.2.2	Calibrations proposées par <i>GSP-Spec</i>	146
5.2.3	Histogramme des abondances <i>GSP-Spec</i>	147
5.3	Echantillon de Cérium	147
5.3.1	Comparaison avec des catalogues d'abondances de cérium de la littérature	149
5.3.2	Définition de l'échantillon de travail : le <i>low-uncertainty Ce sample</i>	151
5.3.3	Comparaison du <i>low-uncertainty Ce sample</i> avec la littérature	153
5.4	Echantillon de Néodyme	153
5.4.1	Définition de l'échantillon de Nd	155
5.4.2	Validation des abondances de Nd	156
5.5	Bilan	157
6	Contenu en cérium de la Voie lactée révélé par les abondances Gaia/<i>GSP-Spec</i>	158
6.1	Propriétés chimiques, cinématiques et dynamiques des abondances <i>GSP-Spec</i> de cérium	160
6.1.1	Distribution chimique	160
6.1.2	Répartition spatiale	161
6.1.3	Propriétés chimico-cinématiques et chimico-dynamiques	162
6.2	Le cérium dans le disque Galactique	164
6.2.1	Echantillon d'abondances de Ce de haute qualité	165
6.2.2	Tendances de [Ce/Fe] en fonction de [M/H]	165
6.2.3	Gradients radiaux de l'abondance de cérium dans le disque Galactique	167
6.2.4	Gradients verticaux de l'abondance de cérium	168
6.2.5	Le cérium dans les amas ouverts	169
6.3	Comparaison avec les modèles d'évolution chimique	172
6.3.1	Modèle three-infall	174
6.3.2	Modèle d'évolution chimique du Ce	174
6.4	Le cérium dans le halo Galactique	176
6.4.1	Le cérium dans les étoiles accrétées	176
6.4.2	L'amas globulaire M4	179
6.5	Bilan	180

7	Production d'éléments <i>s</i> dans les étoiles AGB	185
7.1	L'échantillon <i>GSP-Spec</i> d'étoiles AGB avec des abondances d'éléments <i>s</i> . . .	187
7.2	Propriétés globales du <i>s-process AGB sample</i>	189
7.2.1	Types stellaires et nature riche en oxygène	189
7.2.2	Propriétés cinématiques et dynamiques	190
7.2.3	Propriétés chimiques	191
7.2.4	Abondances de Nd dans le Halo Galactique	192
7.3	Contraintes liées aux yields de l'AGB et modèles d'évolution	196
7.3.1	Modèles d'évolution d'AGB	197
7.3.2	Abondances de Ce comme indicateur du contenu en éléments <i>s</i> . . .	198
7.3.3	Prédiction des modèles d'AGB pour l'enrichissement en éléments du processus <i>s</i>	199
7.3.4	Comparaison des abondances de Ce observées et prédites	200
7.4	Bilan	202
8	Projet AMBRE : Abondances de Plomb dans la Voie Lactée	206
8.1	Contexte de cette étude	208
8.1.1	Projet AMBRE	208
8.1.2	Principales études sur le plomb	208
8.2	Estimation des abondances de Pb	209
8.2.1	Sélection de la raie de Pb	210
8.2.2	Détermination de l'abondance de Pb avec GAUGUIN	210
8.2.3	Préparation des spectres observés	211
8.2.4	Grille de référence et liste de raies adoptée	211
8.2.5	Abondances de Pb pour des étoiles avec des paramètres hors de la grille	214
8.3	Catalogue AMBRE d'abondances de Pb	215
8.3.1	Abondances de Pb dans le Soleil	215
8.3.2	Sélection des meilleurs spectres	217
8.3.3	Estimation des incertitudes	218
8.3.4	Catalogue AMBRE final	219
8.3.5	Premiers résultats	220
8.3.6	Abondances de Pb dans les étoiles Gaia de référence	222
8.4	Bilan et perspectives	223
9	Conclusions et Perspectives	224
9.1	Principaux résultats présentés dans cette thèse	226
9.1.1	Liste de raies <i>GSP-Spec</i> pour l'analyse des spectres Gaia/RVS	226
9.1.2	Contenu en cérium de la Voie lactée révélé par les abondances Gaia/ <i>GSP-Spec</i>	226
9.1.3	Production d'éléments <i>s</i> dans les étoiles AGB	228
9.1.4	Le Plomb dans la Voie Lactée	229
9.2	Perspectives : production d'éléments lourds dans les intérieurs stellaires et évolution chimique de ces éléments dans la Voie Lactée	230
9.2.1	Abondances de Pb	230
9.2.2	Futurs catalogues Gaia	231
9.2.3	Abondances de nouveaux éléments lourds dans la DR4 Gaia	231

9.2.4	Modèles d'évolution chimique incluant des yields du processus i	232
9.3	Synthèse	233
A	Détail sur les réactions nucléaires	305
B	Articles publiés/acceptés dans journaux avec comité de lecture	308

TABLE DES FIGURES

1.1	Vue de la Galaxie d'après Shapley et Trumpler	6
1.2	Schéma résumant la classification des Galaxies par de Vaucouleurs	7
1.3	Vue schématique de la Voie Lactée	8
1.4	Carte de la Voie Lactée colorée avec la métallicité	9
1.5	Carte de la Voie Lactée faite avec les données de la mission spatiale Gaia	10
1.6	[Mg/Fe] vs [Fe/H] pour 20 485 étoiles provenant des données du relevé APOGEE. Le trait noir désignant la séparation entre le disque mince et le disque épais. Source : Weinberg et al. [2019]	11
1.7	Diagramme de Toomre pour les étoiles des disques épais et mince	12
1.8	Spectre du CMB en fonction du moment multipolaire l	16
1.9	Comparaison des différentes abondances publiées par les relevés GALAH DR3, APOGEE DR17 et Gaia-ESO DR5	21
1.10	Comparaison des principales caractéristiques des relevés GALAH DR3, APOGEE DR17 et Gaia-ESO DR5	22
1.11	Couverture du ciel pour différents relevé spectroscopiques	22
1.12	Vue schématique des modules d'Apsis (astrophysical parameters inference system) de Gaia	24
1.13	Evolution de l'erreur sur la mesure des positions des astres célestes au cours de l'Histoire	25
1.14	Vue schématique du traitement de la lumière des sources observées dans le plan focal de Gaia par les différentes instruments de la mission	26
1.15	Nombre de sources d'un certain type dans la Gaia DR3	27
1.16	Distribution des magnitudes de toutes les étoiles paramétrées par le module <i>GSP-Spec</i>	28
1.17	Carte de la Voie Lactée colorée avec la métallicité des étoiles	28
1.18	Diagramme de Kiel d'un échantillon des étoiles paramétrées par <i>GSP-Spec</i>	29
2.1	Diagramme HR montrant l'évolution des étoiles en fonction de leur masse initiale	39
2.2	Résumé des principales étapes de l'évolution des étoiles en fonction de leur masse initiale pour une étoile de métallicité Solaire	40
2.3	Trajet d'évolution d'une étoile de $1 M_{\odot}$ et de métallicité Solaire	40
2.4	Chaîne pp de combustion de l'hydrogène	41
2.5	Trajet d'évolution d'une étoile de $7M_{\odot}$ et de métallicité Solaire	44
2.6	Cycle CNO	45
2.7	Effet de la température sur la production d'énergie de la chaîne pp et du cycle CNO	46
2.8	Structure schématique d'une étoile massive à la fin de sa vie	48
2.9	Vue schématique des différentes étapes d'une ccSN.	50
2.10	Structure interne d'une AGB	53
2.11	Abondances chimiques de surface du Soleil en fonction du numéro atomique	54
2.12	Nombre de protons Z vs nombre de neutrons N	55
2.13	Énergie de liaison par nucléon en fonction du nombre de nucléons	55

2.14	Panneau de gauche : Rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la métallicité pour un échantillon d'étoiles GES. Panneau de droite : Schéma montrant les abondances d'éléments α en fonction de la métallicité. Source : adapté de Mc-William [1997] . Source : Recio-Blanco [2014]	57
2.15	Schéma montrant le passage d'un système binaire entre une étoile et une naine blanche vers une supernovæ de type Ia	59
2.16	Contribution des processus s , r et p sur les isotopes d'éléments lourds au moment de la formation du système Solaire	63
2.17	Schéma du processus s pour les isotopes de Zr, Nb, Mo, Tc et Ru dans un diagramme montrant le nombre de protons en fonction du nombre de neutrons	64
3.1	Niveaux d'énergie de l'atome d'hydrogène	74
3.2	Fonction de Planck en fonction de la fréquence	76
3.3	Mécanismes d'absorption, d'émission et de diffusion résultant de l'interaction entre les photons et les atomes	77
3.4	Figures décrivant l'intensité spécifique	79
3.5	Figures sur la profondeur optique et la solution de l'équation de transfert radiatif	79
3.6	Illustration de l'impact de la largeur (naturelle) de deux niveaux d'énergie	81
3.7	Comparaison entre les profils Lorentzien, Gaussiens et de Voigt	83
3.8	Comparaison entre un profil Gaussien et Radial-Tangean	85
3.9	Impact de la vitesse de macroturbulence sur le spectre synthétique du Soleil	86
3.10	Illustration de l'impact de la rotation d'une étoile sur l'élargissement des raies de son spectre	87
3.11	Identique à la Fig. 3.9 mais avec aucune vitesse de macroturbulence et quatre valeurs de $v_{\sin i}$	88
3.12	Relation entre le profil d'une raie et la profondeur de sa formation dans l'atmosphère de l'étoile	88
3.13	Relation entre la température effective et l'indice de couleur (B - V)	90
3.14	Rapport des flux au centre de deux raies en fonction de l'indice de couleur (B - V) et en fonction de de la température effective	91
3.15	Raie de H_γ d'une étoile dont $T_{\text{eff}} = 10\,000\text{ K}$ avec $\log(g) = 2$ et $\log(g) = 4$	93
3.16	Figures sur la largeur équivalente	98
4.1	Diagramme de Kiel d'un sous-ensemble des 5.6 millions d'étoiles paramétrés par le module <i>GSP-Spec</i>	104
4.2	Raies telluriques dans le domaine spectral couvert par le spectre Solaire	106
4.3	Spectres normalisés calculés en ne considérant que différentes molécules en fonction de la longueur d'onde pour différentes combinaisons de T_{eff} et $\log(g)$	109
4.4	Spectres observé et synthétique d'Arcturus en adoptant différentes abondances de carbone	110
4.5	Comparaison à haute résolution du spectre observé de GJ876 avec un spectre synthétique	113
4.6	Comparaison à la résolution du RVS entre les spectres observé et synthétique pour Arcturus avec la liste de raies atomique de GES.	115
4.7	Identique à la Fig. 4.6 mais pour $\mu\text{ Leo}$	116
4.8	Identique à la Fig. 4.6 mais pour 61 Cyg A.	116

4.9	Identique à la Fig. 4.6 mais pour ϵ Eri.	117
4.10	Identique à la Fig. 4.6 mais pour le Soleil.	117
4.11	Différence entre un spectre synthétique calculé uniquement avec des raies de CN et uniquement de TiO pour 5 valeurs de la température effective . .	118
4.12	Identique à la Fig. 4.6 mais pour Procyon.	119
4.13	Identique à la figure 4.11 mais pour des étoiles géantes avec $\log(g)=1.5$ et, $v_{\text{micro}}=2.0$ km/s.	120
4.14	Distribution des différences entre les forces d'oscillateur initiales (liste de raies GES) et calibrées astrophysiquement (liste de raies <i>GL</i>).	122
4.15	Identique aux Figs. 4.6 et 4.7 mais avec la liste de raies <i>GSP-Spec</i> . De plus, nous indiquons en bas de chaque figure la différence entre les spectres observés et synthétiques.	123
4.16	Identique à la Fig. 4.15 mais pour μ Leo	124
4.17	Identique à la Fig. 4.15 mais pour 61 Cyg A	124
4.18	Identique à la Fig. 4.15 mais pour ϵ Eri	125
4.19	Identique à la Fig. 4.15 mais pour le Soleil	125
4.20	Identique à la Fig. 4.15 mais pour Procyon	126
4.21	Abondances de Fe II en fonction des abondances de Fe I sur un échantillon de 7188 étoiles provenant de la DR3 de Gaia	127
5.1	Distribution dans l'espace des paramètres quadridimensionnel de la grille de référence <i>GSP-Spec</i>	138
5.2	Vue schématique de la procédure MatisseGauguin pour estimer les paramètres atmosphériques et les abondances individuelles	139
5.3	Exemple de la variation de l'abondance de Ce	141
5.4	Représentation schématique des étapes implémentés dans l'algorithme GAUGUIN	141
5.5	Comparaison entre un spectre RVS et un spectre NARVAL	143
5.6	Liste des <i>flags_gspspec</i>	145
5.7	Nombre d'étoiles paramétrées par <i>GSP-Spec</i> avec des abondances chimiques des différents éléments chimiques	148
5.8	Comparaison entre le spectre RVS d'une étoile et un spectre synthétique .	149
5.9	Diagramme de Kiel coloré selon la plus faible abondance de cérium (en dex) qui pourrait être détectée dans un spectre	150
5.10	Comparaison entre l'abondance du cérium du <i>low-uncertainty Ce sample</i> et les valeurs de la littérature en fonction de la métallicité <i>GSP-Spec</i>	154
5.11	Comparaison autour de la raie de Nd II entre un spectre RVS public et un spectre synthétique	155
5.12	Identique que la Fig. 5.9 mais pour le Nd.	156
5.13	Différence des abondances <i>GSP-Spec</i> de Nd et de la littérature en fonction de la métallicité <i>GSP-Spec</i> , codée en couleur avec la T_{eff}	157
6.1	Diagrammes de Kiel et abondances de [Ce/Fe]vs [Fe/H]du <i>low-uncertainty Ce sample</i>	162
6.2	Distributions Galactiques des étoiles du <i>low-uncertainty Ce sample</i>	163

6.3	Panneau supérieur gauche : Distribution du cérium en fonction de la métallicité pour les étoiles du <i>low-uncertainty Ce sample</i> , codée en couleur avec l'excentricité de leurs orbites. Panneau inférieur gauche : Diagramme de Toomre colorié avec [Ce/Fe]. Les lignes circulaires en pointillés correspondent à $V_{Tot} = 50, 100$ et 150 km/s. Panneaux de droite : plan énérgie-moment angulaire (E, L_Z) coloré en fonction de la densité (panneau supérieur) et avec l'abondance moyenne du cérium (panneau inférieur). L'étoile blanche indique le voisinage Solaire ($L_Z = L_\odot, E \sim -2.88 V_\odot^2$).	164
6.4	Panneau de gauche : Distribution Galactique dans le plan ($R_g - Z_{max}$) des étoiles du <i>high-quality sample</i> , codée en couleur avec les abondances médianes de cérium par point. Panneau de droite : Diagramme de Toomre des mêmes étoiles.	166
6.5	Panneau supérieur : Rapport des abondances de cérium et de fer pour le <i>high-quality sample</i> en fonction de la métallicité. Les triangles rouges et les diamants oranges sont les rapports [Ce/Fe] moyens pour les étoiles de F19 et Delgado Mena et al. [2017] , respectivement (calculés par tranche de 0,07 dex). Les points bleus ciel sont la moyenne de nos données par tranche de 0.07 dex en [Ca/H]. Panneau inférieur : [Ce/Ca] en fonction de [M/H]. Les points oranges correspondent à la moyenne des mesures par tranche de 0.07 dex et les barres d'erreur correspondent à l'écart-type dans chaque tranche.	167
6.6	Différence entre les métallicités des amas ouverts de la littérature et de <i>GSP-Spec</i>	170
6.7	Différence entre les abondances de Ce <i>GSP-Spec</i> et la littérature pour nos OC 171	171
6.8	Panneau de gauche : [Ce/Fe] vs [M/H] codés en couleur avec les âges de l'OC. Chaque valeur de [Ce/Fe] et [M/H] est la moyenne de tous les membres de l'OC. Les barres d'erreur verticales correspondent à la dispersion moyenne des abondances de cérium (dispersion d'étoile à étoile), tandis que les lignes horizontales relient les [M/H] de <i>GSP-Spec</i> aux valeurs de référence. Panneau central : Abondances [Ce/Fe] par rapport au rayon guide, codées en couleur en fonction de l'âge. La ligne en pointillé illustre le gradient radial dérivé. Panneau de droite : rapport [Ce/Ca] par rapport à la métallicité, colorié avec l'âge.	172
6.9	Comparaison entre les abondances de Ce et un modèle three-infall	176
6.10	Map de densité dans le plan ($E - L_Z$) à partir des étoiles <i>GSP-Spec</i>	177
6.11	Abondances de Ca en fonction de la métallicité colorié avec les abondances de cérium pour les étoiles accrétées candidates identifiées	179
7.1	Diagramme de Kiel des étoiles du <i>best-parameterised AGB</i>	188
7.2	Diagramme Gaia-2MASS pour le <i>Nd AGB sample</i>	191
7.3	Diagrammes de Kiel du <i>Ce AGB sample</i> et du <i>Nd AGB sample</i>	193
7.4	Abondances de Ce et Nd en fonction de la métallicité	194
7.5	Corrélation entre les abondances de Ce et Nd	194
7.6	Production de [Nd/Ce] prédite par les modèles FRUITY (cercles remplis) et Monash (diamants remplis) en fonction de la masse stellaire et de la métallicité. Le code couleur correspond à la production maximale de [Nd/Ce] juste avant que les étoiles ne deviennent riches en carbone.	198

7.7	Identique que la Fig. 7.6 mais pour les abondances prédites de [Ce/Fe]. . .	201
7.8	Comparaison entre le <i>Ce AGB sample</i> et les modèles Monash et FRUITY avec une masse de $2.50M_{\odot}$	203
7.9	Identique à la Fig. 7.8 mais pour une masse de $1.50 M_{\odot}$	204
8.1	Abondances [X/Fe] de différents éléments lourds X en fonction de [Fe/H], compilant plusieurs sources d'observations. Ces dernières sont comparés avec différents modèles d'évolution chimique. Voir pour plus de détails Prantzos et al. [2018]	209
8.2	Contribution des différentes molécules (sur les spectres synthétiques) pour le Soleil et Arcturus	213
8.3	Identique que la Fig. 8.2 mais pour les espèces atomiques autour de la raie de Pb	214
8.4	Diagramme de Kiel coloré selon la plus faible abondance de plomb (en dex) qui pourrait être détectée dans un spectre	216
8.5	Comparaison entre le spectre observé du Soleil et des spectres synthétiques avec différentes valeurs de A(Pb)	217
8.6	Diagramme de Kiel codé en couleur par la métallicité et les abondances de Pb	221
8.7	Abondances de Pb en fonction de la métallicité, coloré par T_{eff} et $\log(g)$. .	222
9.1	Test des abondances d'un enrichissement en éléments r sur des spectres synthétiques	233
A.1	Principales réactions du la combustion du carbone	306
A.2	Principales réactions du la combustion de l'oxygène	307

LISTE DES TABLEAUX

2.1	Contributions respectives des processus s , r et p des éléments lourds	61
2.2	Suite de la Tab. 2.1	62
4.1	Paramètres atmosphériques des six étoiles de référence sélectionnées pour cette étude	107
4.2	QFP calculés à partir de la comparaison entre les spectres synthétiques et observés à $R = 11\,500$ ($800\ wlp$), en adoptant la liste de raies GES sur tout le domaine du RVS	129
4.3	Identique que la Tab. 4.2 mais à $R = 100\,000$ ($24\,000\ wlp$).	130
4.4	Liste des raies atomiques calibrées lors de la construction de la liste de raies <i>GSP-Spec</i>	131
4.5	QFP calculés à partir de la comparaison entre les spectres synthétiques et observés à $R = 11,500$ ($800\ wlp$) pour la liste de raies de la Gaia Linelist (<i>GL</i>)	132
5.1	Données atomiques adoptées pour les raies de Ce.	148
5.2	Comparaison entre les abondances de Ce <i>GSP-Spec</i> et celles de F19, APOGEE et GALAH pour différents échantillons	151
6.1	Moyenne de $[Fe/H]$, $[Ce/Fe]$, $[Ca/Fe]$ pour nos 52 amas ouverts. Le nombre d'étoiles à partir duquel nous avons calculé ces moyennes est indiqué dans la première colonne.	182
6.2	Suite de la Tab. 6.1	183
6.3	S/N , T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$, $[Ca/Fe]$, $[Ce/Fe]$ (et leurs incertitudes associées) pour les 11 étoiles accrétées. Pour les trois systèmes accrétés, nous indiquons la moyenne et l'écart-type de leurs abondances chimiques.	184
7.1	Propriétés physico-chimiques (et leurs incertitudes associées) pour les quatre étoiles accrétées candidates. Notons que les $\log(g)$, $[M/H]$ et $[Ca/Fe]$ sont calibrés.	196
8.1	Liste des raies calibrées autour de la raie de Pb (non calibrée)	215
8.2	Sensibilité des abondances de Pb au S/N pour différents types stellaires	219
8.3	Sensibilité des abondances de Pb aux incertitudes typiques sur les paramètres atmosphériques	219
8.4	Extrait du catalogue AMBRE des abondances de Pb.	220
8.5	Abondances de Pb pour les Etoiles Gaia de référence en adoptant les paramètres atmosphériques de Jofré et al. [2018]	223

RÉSUMÉ

Des études approfondies de notre Galaxie ont révélé la présence de nombreuses structures distinctes mais interconnectées.

Afin de tracer la formation et l'évolution de notre Galaxie, l'étude des propriétés dynamiques, cinématiques et chimiques d'un large échantillon d'étoiles est crucial. Notamment grâce à la spectroscopie, il est possible de relier le spectre d'absorption des étoiles à leurs paramètres physico-chimiques comme leur abondance chimique de surface.

Cependant, tous les éléments chimiques ne sont pas produits par les mêmes voies de nucléosynthèse. Par exemple, les étoiles massives et surtout les AGB sont les principales sources de formation des éléments créés par capture de neutrons lents dans les couches internes de l'étoile. Ces éléments s sont localisés autour de trois pics : Zr, Ce-Nd et Pb. L'étude de ces éléments permet de mettre en lumière les voies de nucléosynthèse ayant enrichi le milieu interstellaire et de contraindre la nucléosynthèse au sein des AGBs.

D'autre part, l'archéologie galactique repose sur l'étude d'un grand nombre d'étoiles pour caractériser les différentes composantes de la Galaxie. C'est dans ce contexte que le dernier relevé de la mission spatiale Gaia contient, pour la première fois, les données spectroscopiques permettant la paramétrisation d'un nombre sans précédent d'étoiles.

Parmi les 5,6 millions d'étoiles ayant des paramètres atmosphériques spectroscopiques publiés dans le troisième relevé Gaia, la plupart sont complétés par jusqu'à 13 abondances chimiques individuelles, parmi lesquels se trouve des abondances d'éléments s (Ce et Nd). Ces abondances chimiques sont déterminées par la comparaison entre les spectres observés et les spectres synthétiques par le module *GSP-Spec*. Cette analyse nécessite une liste précise des transitions atomiques (et moléculaires) pour le calcul de spectres synthétiques réalistes. Afin de construire une telle liste, nous avons débuté avec la liste de raies publiée par le relevé Gaia-ESO. Nous avons sélectionné six étoiles de références couvrant un vaste domaine de paramètres atmosphériques et calculé leurs spectres synthétique. Nous les avons comparés avec des spectres observés à basse et haute résolution spectrale. Nous avons identifié les raies avec les plus grandes différences et calibré leur force d'oscillateur.

Grâce aux abondances publiées par *GSP-Spec*, nous avons étudié le contenu en cérium du disque de la Voie Lactée. Nous avons trouvé une absence de variation de $[Ce/Fe]$ en fonction de $[M/H]$. Nous avons aussi observé un rapport $[Ce/Ca]$ croissant en fonction de $[Ca/H]$, illustrant la contribution tardive des AGBs par rapport aux supernovae de type II. Dans le halo, nous avons identifié 11 étoiles avec des abondances de Ce appartenant à des systèmes accrétés. Une abondance de Ce plus faible semble liée à une masse plus faible du progéniteur.

Nous avons ensuite étudié les abondances de Ce et Nd dans les AGBs de *GSP-Spec* et avons trouvé une bonne corrélation entre ces deux éléments. Nous avons aussi trouvé des abondances de Ce et de Nd plus élevées pour les AGBs plus évoluées à métallicité similaire, illustrant les épisodes de mélange successifs enrichissant leur surface en éléments s. Nous avons comparé les abondances de Ce et de Nd observées avec les modèles d'AGB et nous avons trouvé que les abondances plus élevées de Ce et de Nd peuvent s'expliquer par des

AGBs de masse initiale entre 1.5 et 2.5 M_{\odot} .

Pour compléter ces études sur le deuxième pic des éléments du processus s, nous avons aussi analysé le contenu en Pb (troisième pic) de la Voie Lactée avec des spectres au sol dans le cadre du projet AMBRE. Nous avons établi un échantillon d'environ 700 étoiles avec une abondance de Pb, ce qui est le plus grand échantillon d'abondances de Pb jamais publié.

En résumé, grâce à la mission Gaia et un grand échantillon d'abondances d'éléments du processus s, nous avons pu étudié leur contenu dans la Voie Lactée et dans les étoiles AGB.

Mots Clés : Astrophysique, Archéologie galactique, Spectroscopie stellaire, Abondances éléments lourds, Mission Gaia, Etoiles de masse faible et intermédiaires

Abstract

In-depth studies of our Galaxy have revealed the presence of many distinct but interconnected structures.

In order to trace the formation and evolution of our Galaxy, the study of the dynamics, kinematics and chemistry of a very large sample of stars is of crucial importance. Among the different observing methods available, spectroscopy offers the possibility to relate the absorption spectra of stars to chemo-physical parameters such as surface chemical abundances.

However, not all chemical elements are produced by the same sources and nucleosynthesis channels. For instance, massive stars and especially Asymptotic Giant Branch stars (AGBs) are the main sources of the formation of elements formed by captures of slow neutrons in stellar interior. Such s-process elements are located around three peaks : Zr, Ce-Nd and Pb. The study of these heavy elements makes it possible to highlight the various nucleosynthesis channels that have enriched the interstellar medium and to constrain and better understand the nucleosynthesis within AGBs.

On another hand, Galactic Archaeology relies on the study of a large amount of stars in order to statistically characterise the different Galactic components. Within this context, the latest Gaia data release contains for the first time spectroscopic data from all-sky space allowing the parametrization of an unprecedented number of stars.

Indeed, among the 5.6 million stars with spectroscopic atmospheric parameters published with the Gaia DR3, most of them are complemented by up to 13 individual chemical abundances, among which s-process element abundances of Ce and Nd were published. Such chemical abundances were determined through the comparison between observed and synthetic spectra by the DPAC/*GSP-Spec* pipeline. The latter requires an accurate line list of atomic (and molecular) transitions for the computation of realistic model spectra. The first goal of this thesis was to build an improved line list for the analysis of Gaia/RVS spectra. To build such a linelist, we started with the one published by the Gaia-ESO survey. We selected six reference stars covering a wide range of atmospheric parameters and computed their synthetic spectra. We compared them with observed ones at low and high spectral resolution. We then identified the lines with the largest mismatches and calibrated their oscillator strength.

Thanks to the published *GSP-Spec* abundances, we then studied the cerium content of the Milky Way disc. We found a rather flat [Ce/Fe] versus [M/H] trend. We also report an increasing [Ce/Ca] versus [Ca/H], illustrating the late contribution of AGBs with respect to supernovae of type II for Ce production. In the Galactic halo population, we found 11 stars with cerium abundances belonging to accreted systems. A smaller Ce abundance may be linked to a lower mass of the progenitor. We also investigated the Ce and Nd abundances in the *GSP-Spec* AGB stars. We found a good correlation between Ce and Nd abundances in AGB stars. We also found higher Ce and Nd abundances for more evolved AGB stars of similar metallicity, illustrating the successive mixing episodes enriching the AGB surface in s-process elements formed deeper in their stellar interior. We then compared the observed Ce and Nd abundances with AGB models and found that the higher Ce and Nd abundances

can mainly be explained by AGBs of initial mass between 1.5 and 2.5 M_{\odot} .

To complement these studies on the second peak of s-process elements (Ce and Nd), we have also analysed the Pb (third peak) content of the Milky Way with ground-based spectra within the AMBRE project. We found a sample of about 700 stars with Pb abundance, which is the largest sample of Pb abundances ever published.

In summary, thanks to the Gaia mission and to very large samples of s- process element abundances, we have been able to study their content in the Milky Way and in AGB stars.

Keywords : Astrophysics, Galactic archeology, Stellar spectroscopy, Heavy elements abundances, Gaia mission, Low and intermediate mass stars

Remerciements

Qui n'a jamais rêvé de comprendre ce qui nous entoure ? Non ça c'est le début de mon introduction ...

Qui n'a jamais rêvé de finir une thèse à 22 ans ? Non, c'est pas comme ça qu'on commence les remerciements d'une thèse ...

Je veux tout d'abord commencer par remercier mon directeur de thèse, **Patrick De Laverny**, un directeur de thèse mais aussi une personne avec qui il a été extrêmement plaisant et instructif de travailler, qui a toujours été là durant ma thèse et qui m'a poussé à donner le meilleur de moi même, notamment pour rédiger ce manuscrit de thèse. Je remercie également **Alejandra Recio-Blanco** pour des discussions riches et son aide, ainsi que les deux autres membres de la CSP team (acronyme, *entre autre*, de Contursi, **Spitoni**, et **Palicio**). Je tiens à remercier le jury de ma thèse **Nils Ryde**, **Sergio Cristallo**, **David Katz**, et en particulier les rapportrices **Katia Cunha** et **Francesca Matteucci** pour avoir lu cette Bible ft. Coran et Torah.

Je remercie également les autres membres de l'équipe, notamment les personnes ayant partagé mon bureau à savoir **Fabrice**, **He** et **BOTEBAR**. Je remercie également **Dominique** pour m'avoir très souvent descendu en voiture, **ThomASSIF** pour les discussions muscu et **David** pour les discussions foot.

Je tiens également à remercier les membres du jury de l'ED SFA qui m'ont permis de faire cette thèse et notamment l'ancienne directrice de l'école doctorale, **Elisabeth Taffin de Givenchy**.

Un grand merci à la plupart de mes profs de licence et du Master MAUCA notamment **Sylvie Robbe-Dubois**, **Eric Aristidi**, **David Mary** ...

Je salue également les gestionnaires ainsi que les membres DSI, et en particulier **Daniel Kamm** (qui m'a très souvent aidé avec mes malédictions sur mes ordis depuis le master) et **Arnaud Pailleux** (je suis meilleur que toi au foot).

En parlant de foot, un grand merci aux personnes avec qui j'ai pu en faire les mardis (et parfois jeudis) entre midi et deux et notamment **the GOAT Saburo Howard** (j'attends toujours la course pour savoir qui est le plus rapide et d'ailleurs, vive le VD).

Un grand bonjour à **René**, un très grand merci à **Madame Brusa**, **M. Stanek**, **M. Mouradian** et **M. Auban** pour m'avoir accompagné durant mes années collège, lycée et pour la suite de mes aventures, **Joachim Yameogo** qui m'a souvent aidé (en maths) en licence et à **Dany Archambault** (ainsi que ta famille) pour beaucoup de choses, notamment les discussions autour d'une bonne pizza au feu de bois.

Je remercie également **Sébastien Espinosa** et **Eli Gali**, faut que je mette du troll dans ces remerciements, quand même.

Merci **Elisa** pour les infos sur ton stage, j'ai pu mettre ça dans la thèse. Une très grosse

pensée à **Robyn, Jérémy, Quentin(s), Jasmine, Fédé, Romain, Charlotte, Florian, Anaïs** et, en particulier **Amaël** (que je côtoie très souvent. Je vais te battre au Ping-Pong Sensei) qui me supportent depuis la licence pour la plupart et avec qui il est toujours cool de discuter, sortir boire un verre, parfois même en dehors de la France !

Je passe le salam à **Kisma** (tkt un jour on ira voir Stromae en concert), que je connais depuis la 4^{me}, **Alexis** (bison aquatique), **Valentine** (aka conductrice Uber), **E, Laurène** (merci, en autres, pour ton aide précieuse pour MT180).

Un gros Cześć (go apprendre comme il faut le polonais Anto) aux membres de la **BRG Anto** (PALMF), **Seif** (hâte de refaire du Futsal avec Alex et Eddy à la rentrée), **Amin, Adam, Elliott, Dimitri**, que je connais pour la plupart depuis gavé longtemps (Dimitri c'est vraiment ta faute si je dis gavé). Vivement de refaire un city, un plage et bien sûr ... un bon Waynes !

Comment ne pas mentionner l'un des membres de *BON BON BON JE SUIS **** aka **Raphaël**, ce GOAT avec qui il a été extrêmement cool et drôle de partager la licence et de faire les TP (plus jamais du touches à Excel par contre!) et avec qui il arrive toujours de singeries, surtout quand je monte à Paname, ou en Espagne.

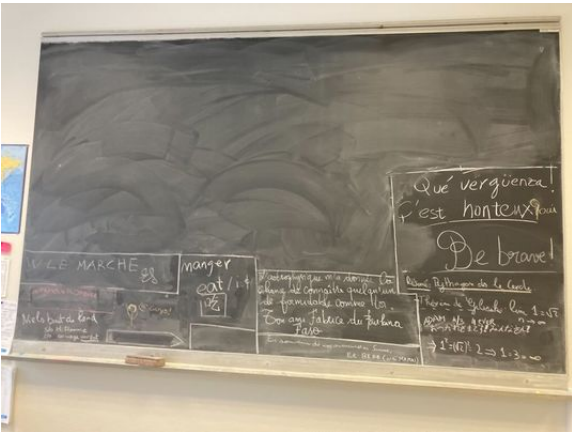
Bien évidemment, je passe le *SALUT* à *MON GÂTÉ* **Niels Bruit de Fond**, le collègue de bureau parfait pour les troll suprêmes mais aussi des discussion hyper intéressantes (plus ou moins sous alcool) à 4h du sbah, et pour faire de la muscu (même si ma cheville est morte là). Bientôt on lancera notre projet Milky Whey, tkt bg.

Je salue de manière particulière **Mathilde**, que je remercie de tant aimer les maths, *entre autre...* Sûrement une des meilleures décisions d'avoir répondu à ce fameux mail ...

Je remercie également toutes le personnes ayant pris la peine d'écrire un mot dans mon nouveau ancien ancien bureau, dont la plupart sont mentionnés plus haut.

Je remercie énormément la musique (de toutes les époques, on est polyvalent ici), sans qui j'aurai jamais obtenu tous ses résultats. Je remercie également toutes les personnes m'ayant accompagné tout au long de ma vie notamment depuis le début de la thèse. Je remercie également les personnes m'ayant abandonné durant mon aventure et grâce à qui j'ai eu encore plus d'envie d'avancer ...

Il est temps de remercier très chaleureusement ma famille. Même si tu n'es plus là pour le voir, je suis sûr que tu aurais été fier de moi, merci **grand-mère**. Un gros merci à ma tante qui est toujours là pour moi (si t'avais relu ce manuscrit toi aussi tu aurais eu un paragraphe plus long). Je voudrais finir cette page par ma mère, une femme exceptionnelle que je ne remercierais jamais assez pour tous les sacrifices qu'elle a faits pour moi, et sans qui je ne serais probablement pas en train d'écrire cette phrase.



INTRODUCTION

1.1	Qu'est-ce que la Voie Lactée?	4
1.1.1	Pourquoi la Voie Lactée s'appelle-t elle ainsi?	4
1.1.2	Structure de la Voie Lactée	4
1.1.3	Le Grand Débat	5
1.1.4	Classification des Galaxies	6
1.2	Composition et structure de notre Galaxie	7
1.2.1	Propriétés générales	8
1.2.2	Disque(s) Galactique(s)	10
1.2.3	Le Bulbe Galactique	13
1.2.4	Le Halo Galactique	14
1.3	Modèle Λ CDM et formation de la Voie Lactée	15
1.3.1	Une brève histoire de l'Univers	15
1.3.2	Limitations actuelles du modèle Λ CDM	17
1.4	Introduction aux grands relevés stellaires	17
1.4.1	Geneva-Copenhagen Survey	17
1.4.2	SEGUE	18
1.4.3	RAVE	18
1.4.4	LAMOST	18
1.4.5	Pristine	19
1.4.6	GALAH	19
1.4.7	APOGEE	20
1.4.8	Le relevé Gaia-ESO	20
1.4.9	Abondances chimiques et relevés actuels	21
1.4.10	Relevés spectroscopiques futurs	21
1.5	La mission spatiale Gaia	23
1.5.1	Instruments à bord	25
1.5.2	Quelques résultats de la Gaia DR3	26
1.6	Les objectifs de cette thèse	27

Qui n'a jamais rêvé de comprendre ce qui nous entoure? Tout au long de l'Histoire, l'Humanité a inlassablement cherché à saisir la nature de son environnement. C'est en levant les yeux vers le ciel que les concepts de saisons, d'étoiles, de planètes sont nés mais sans forcément toujours réussir à comprendre leur nature. Au fur et à mesure des avancées technologiques ainsi que des lignes d'encre écrites ou des touches de clavier enfoncées produisant des milliers d'études au cours des âges, notre compréhension de l'Univers s'est affinée, naviguant entre l'infiniment petit et l'infiniment grand.

Mais toutes ces découvertes astronomiques partagent un point commun ... la lumière. Bien que récemment, la détection d'ondes gravitationnelles [Abbott et al., 2016] a offert une

manière complémentaire et inédite pour voir et étudier l'Univers, tout comme si la vision d'une personne atteinte d'achromatopsie était soudainement enrichie par la perception des couleurs, la lumière est le seul des cinq sens qui puisse être actif pour étudier notre Univers insonore, inodore et qu'on ne peut presque pas toucher. Néanmoins, cette lumière qui nous parvient provient tout droit du passé. En effet, sa vitesse finie fait que nos observations actuelles de l'Univers ne sont qu'une vision du passé. C'est ce qu'avait déjà constaté William Herschel dans un de ces travaux écrit de manière très poétique et qui fut publié dans *Philosophical Transaction* la même année que la prise de la Bastille [Herschel \[1789\]](#).

A l'image d'un historien qui souhaiterait comprendre comment vivaient les Wisigoths à l'époque où la dynastie Mérovingienne régnait sur le royaume des Francs ou les paléontologues qui aimeraient savoir de quoi se nourrissait l'un des plus grands dinosaures ayant foulé le sol de notre planète (l'*Argentinosaurus*), certains astrophysiciens ou astronomes se basent sur des reliques ou fossiles tout droit venus du passé pour comprendre le présent donnant naissance à une discipline à part entière :

L'Archéologie (ou Paléontologie) Galactique

Dans le cadre de ma thèse, je me suis concentré sur la version Galactique de l'archéologie, dont le but est de comprendre comment notre Galaxie s'est formée et évolue. Les étoiles vont jouer le rôle de fossiles car pour la majorité d'entre elles, leur composition chimique de surface reflète celle de leur formation (plusieurs millions voir milliards d'années en arrière), ce qui permet de remonter le passé. Cependant, comme nous le verrons dans ce manuscrit, toutes les étoiles n'ont pas le même intérêt. Les étoiles massives vivent moins longtemps et permettent de remonter moins loin dans le temps que les étoiles de masse Solaire, dont la durée de vie est de l'ordre de 10 milliards d'années.

En combinant la composition chimique avec la cartographie et le mouvement d'un nombre gargantuesque et toujours grandissant d'étoiles, notre Voie Lactée nous dévoile peu à peu les secrets de sa formation.

Nous allons décrire succinctement dans ce chapitre l'histoire de notre Voie Lactée (Sect. 1.1), sa structure (Sect. 1.2), le modèle actuel expliquant sa formation (Sect. 1.3). Nous introduirons ensuite les grands relevés (Sect. 1.4) permettant de collecter toujours plus d'infos sur toujours plus d'étoiles avec toujours plus de précision et nous détaillerons le plus grand relevé d'étoiles actuels : celui de la mission spatiale Gaia de l'Agence Spatiale Européenne (Sect. 1.5), qui est au cœur de ma thèse.

1.1 Qu'est-ce que la Voie Lactée ?

1.1.1 Pourquoi la Voie Lactée s'appelle-t elle ainsi ?

En regardant dans l'hémisphère Nord le ciel vers l'Est et le Sud, il est possible de voir entre Altaïr, Véga et Antares ce que les égyptiens anciens appelaient le Nil céleste, ce que les Incas appelaient la rivière de poussière dorée ou ce qu'en Chine on appelait la rivière argentée. Il s'agit d'une traînée blanchâtre dans le ciel que Démocrite (v. 460-v. 370 av. J.-C.) décrivait comme un groupement d'étoiles très proches et à la blancheur de lait. C'est cette formulation que reprit Marcus Manilius au I^e siècle puis Jean Antoine de Baïf (1532-1589) plus tard et qui est à l'origine du mot Voie Lactée.

Le terme Voie Lactée provient de la mythologie grecque : Le fils de Zeus et de la mortelle Alcmène, Héraclès fut amené par Hermès après de Héra (épouse de Zeus) pour qu'il puisse accéder à l'immortalité. Héraclès teta le sein de la déesse lorsqu'elle dormait avant de se faire repousser (car elle le détestait), faisant ainsi couler une traînée de lait : la Voie Lactée (de "lactis" voulant dire lait en latin). Le lien entre la Voie lactée et la notion de lait existe dans de nombreuses mythologies et contes (Mongolie, Russie, Norvège, Roumanie). Ainsi, le mot Galaxie découle également du mot "lait" (Γαλα, Gala en grec ancien).

La Voie Lactée était également vue comme un chemin, que ce soit pour que les pèlerins du nord puissent rejoindre St-Jacques-de-Compostelle ou pour que, indépendamment, Mahomet rejoigne Dieu en empruntant la Voie Lactée.

Enfin, la Voie Lactée est liée à d'autres interprétations en fonction des peuples comme un arbre, un fleuve ou un serpent céleste ou encore la demeure des Dieux. Un résumé détaillé est donné par Frédéric Chaberlot dans son livre "La Voie lactée".

La nature de La Voie Lactée est restée pendant des siècles un débat opposant la vision stellaire de Démocrite avec la théorie du phénomène météorologique proposée par Aristote (384 - 322 av. J.-C.) ou encore la théorie de l'ombre de la Terre proposée par Anaxagore (v. 500-v. 428 av. J.-C.). Ces différentes théories, recensées par l'écrivain latin Macrube, ont été débattues au Moyen Âge notamment par Averroès (1126 - 1198), Aboulfagar (Abou'l-Faradj ou Bar-Hebraeus, 1226 - 1286), Albert le Grand (1200 - 1280) ou encore Roger Bacon (1220 - 1292). La réponse fut apportée par l'observation du ciel par Galilée (1564 - 1642) qui montre la nature stellaire de la Galaxie. Grâce à sa lunette, il résolut la traînée blanchâtre visible à l'œil nu en étoiles.

1.1.2 Structure de la Voie Lactée

Une fois la nature stellaire de la Voie Lactée identifiée, plusieurs modèles ont été proposés jusqu'au XIX^e siècle. Premièrement, Thomas Wright (1711 - 1786) avance l'idée selon laquelle le Système Solaire serait en réalité inclus dans la Voie lactée, mais notre position à l'intérieur de celle-ci limiterait notre perception de sa véritable forme. De plus, si les étoiles sont confinées dans une couche plane plus longue qu'épaisse. Cela expliquerait pourquoi

les étoiles semblent s'accumuler dans le ciel depuis notre point de vue. Cette proposition est novatrice, suggérant que nous faisons partie intégrante de la Galaxie et que nous l'observons de l'intérieur. De plus, Wright avance l'hypothèse que notre Galaxie n'est pas unique et que d'autres systèmes semblables existent en dehors du nôtre.

Emmanuel Kant (1724 - 1804) proposa que la Galaxie est une structure planaire et que les nébuleuses présentes dans le ciel sont d'autres Galaxies, des Univers-Îles. Il estime également que l'Univers est infini mais avec un centre. Enfin Jean Henri Lambert (1728 - 1777) stipule également que la Galaxie est un système d'étoiles circulaire et plat constitué de sous-systèmes distribués au hasard, expliquant l'absence d'étoiles par endroit.

Les nébuleuses ont différentes formes et natures. Charles Messier (1730 - 1817) fit un catalogue de 110 objets puis Lord Rosse (1800 - 1867) remarqua que certaines d'entre elles sont sphériques. Ces nébuleuses feront naître un grand débat, sont-elles dans la Voie Lactée ou la Voie Lactée est-elle une nébuleuse parmi d'autres ?

Plusieurs modèles de Voie Lactée virent le jour, comme celui de Jacobus Kapteyn (1851 - 1922) où la Galaxie serait un système plat et elliptique de 17 kpc de diamètre et 3 de hauteur et où le Soleil serait proche du centre. D'autre part, Harlow Shapley (1885 - 1972) se base sur la distribution des amas globulaires (ayant des RR Lyrae). Il en conclut que le Soleil n'est pas au centre de la Voie Lactée. Notre Galaxie aurait un diamètre de 100 kpc. Une comparaison visuelle entre ces deux modèles est donnée dans la Fig. 1.1.

Cependant, tous ces modèles (à l'exception de celui de Shapley) ne prenaient pas en compte l'extinction stellaire qui peut causer de l'absence observationnelle d'étoiles par endroits. Cette dernière est due à la diffusion et l'absorption de la lumière par des particules de poussière (et des molécules). Les étoiles apparaissent beaucoup plus faibles et donc plus éloignée qu'elles ne le sont réellement. L'un des premiers à prendre en compte la matière interstellaire est le père Angelo Secchi (1818 - 1878). Il travailla, entre autres ¹, sur la nature nébuleuse (et donc pas seulement stellaire) de la Voie lactée. Cependant, ses travaux passèrent inaperçus. Plusieurs études (notamment de J.Hartmann en 1904, V.Slipher en 1908, R.K. Young en 1920, A.Eddington en 1926, O. Struve en 1927, R.J. Trumpler en 1930) émirent l'hypothèse de la présence de gaz interstellaire.

Enfin, un résumé complet des modèles Galactiques est donné dans le livre de Frédéric Chaberlot précédemment mentionné.

1.1.3 Le Grand Débat

La question de la nature même de la Voie Lactée a été source de nombreuses discussions. Que sont les nébuleuses (notamment celles spirales) cartographiées principalement par Charles Messier ? Sont-elles des Univers-Îles comme proposé par Kant au milieu du XIX^e siècle ? La Voie Lactée est-elle un Univers entier ?

Ce questionnement créa ce qu'on appela le "Grand Débat" (cette appellation fut donnée dans les années 60), entre les deux astronomes américains Heber Curtis (1872 - 1942) et

1. On reparlera de lui dans le prochain chapitre

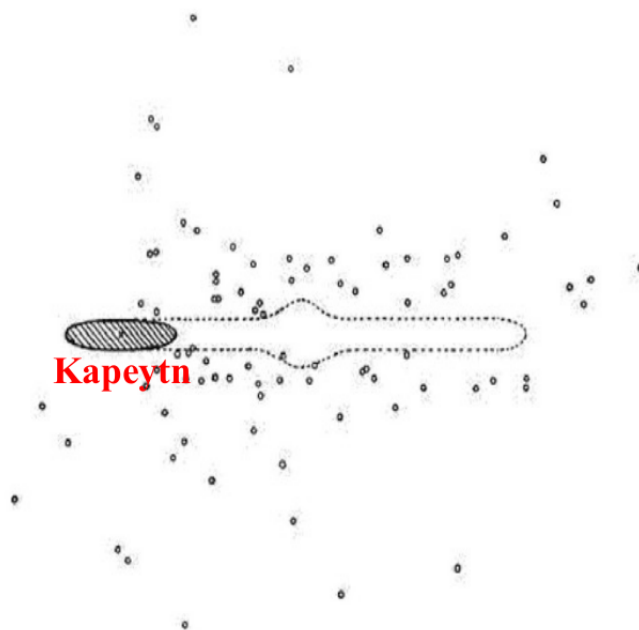


FIGURE 1.1: Vue de la Galaxie d'après Shapley et Trumpler, tandis que l'ellipse hachurée est une représentation du modèle de Kapteyn. Source : Adapté de [Trumpler \[1941\]](#)

Harlow Shapley, le 26 avril 1920. Curtis était partisan du modèle de Voie Lactée proposé par Kapteyn et était convaincu de la nature extragalactique des nébuleuses spirales. Vesto Slipher (1875 - 1969) mesura également la vitesse radiale de M31 et quatorze autres nébuleuses et conclut qu'elles sont extérieures à notre Galaxie. De l'autre côté, Shapley propose son propre modèle de Voie Lactée, un modèle non-héliocentrique incluant les nébuleuses en son sein.

Depuis, les modèles de Voie Lactée se sont succédés et améliorés, comme la rotation Galactique différentielle proposée par Gilbert Lindblad (1895 -1965) et Jan Oort (1900 - 1992) ou l'inclusion de l'extinction interstellaire par Robert Jules Trumpler (1886 - 1956) en 1930. Quand à la nature des nébuleuses, la réponse fut apportée autour des années 1930, notamment par les travaux et les observations d'Edwin Hubble (1889 - 1953), qui calcula la distance de la nébuleuse M31 (Andromède) grâce à la relation entre la période et la luminosité des étoiles Céphéides déterminée en 1910 par Henrietta Leavitt (1868 - 1921). Hubble démontra ainsi que les nébuleuses spirales ne sont autres que des Galaxies semblables à la nôtre et donc des systèmes extragalactiques comme Curtis l'avait suggéré 10 ans plus tôt.

1.1.4 Classification des Galaxies

Autour de 1930, Edwin Hubble développa une classification des objets qu'on savait en grande partie grâce à lui, être des Galaxies.

Une grande partie des Galaxies sont elliptiques et contiennent des étoiles vieilles, peu de gaz ou de poussière (donc peu de formation de jeunes étoiles). Elles sont constituées de gaz relativement chaud, émettant des rayons X.

D'autre part, les Galaxies spirales comme notre Voie Lactée possèdent une grande quantité de gaz et donc d'étoiles jeunes. Enfin, il existe des Galaxies irrégulières comme les nuages de Magellan, qui sont des Galaxies naines proche de la Voie Lactée.

La classification de Hubble a ensuite été complétée, notamment par la classification développée par Gérard de Vaucouleurs (1918 - 1995), en prenant en compte des caractéristiques plus subtiles des Galaxies, comme la présence d'une barre centrale, la forme des bras spiraux (voir Fig. 1.2).

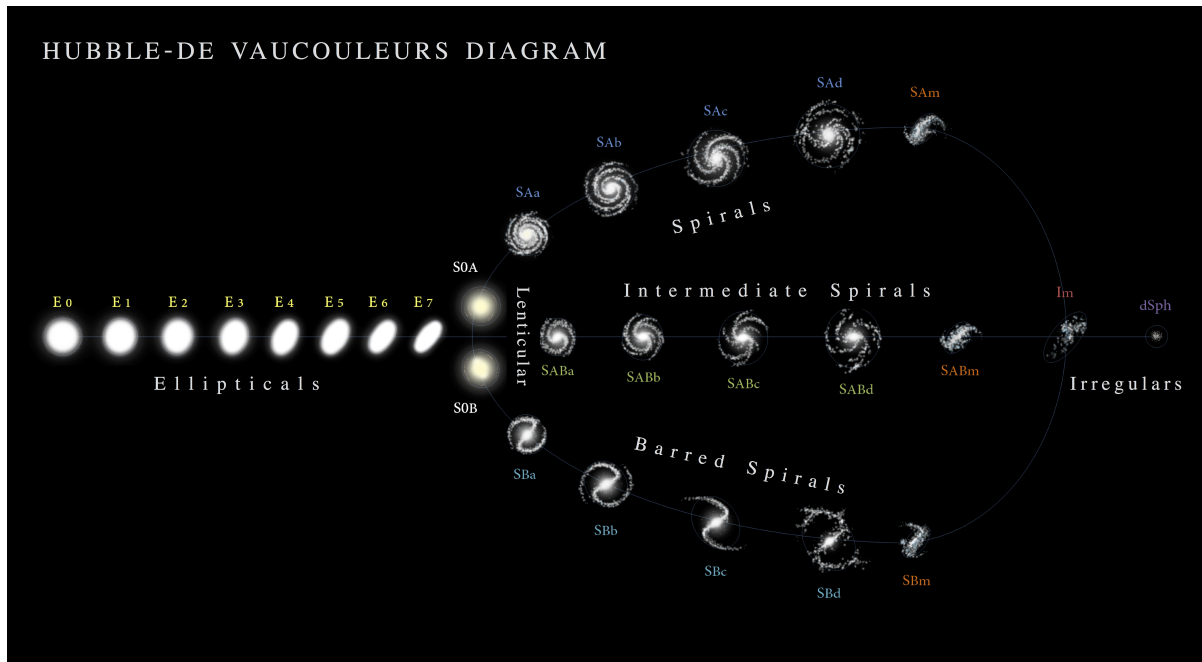


FIGURE 1.2: Schéma résumant la classification des Galaxies par de Vaucouleurs. Source : physics.unlv.edu

1.2 Composition et structure de notre Galaxie

Succinctement, la Voie Lactée se résume en un ensemble d'étoiles dont certaines sont hôtes de planètes, de poussières et de gaz dans le milieu interstellaire, mais également de la matière noire. Cependant, la répartition de ces étoiles n'est pas homogène et notre Voie Lactée possède plusieurs composantes stellaires plus ou moins interconnectées mais ayant des propriétés dynamiques, cinématiques et chimiques relativement distinctes. Notre Galaxie est également composée d'un disque (qui peut être séparé en une composante mince et épaisse), un bulbe (qui héberge la barre centrale et un trou noir supermassif au centre) et d'un halo d'étoiles dont certaines proviennent de systèmes accrésés comme la Helmi Stream ou Gaia Sausage Enceladus [Belokurov et al., 2018, Helmi et al., 2018, Helmi, 2020]. Nous allons détailler dans cette section les différentes structures de la Voie Lactée après avoir donné quelques informations générales la concernant.

1.2.1 Propriétés générales

Masse et dimensions

Un ordre de grandeur de la masse des étoiles à l'intérieur de l'orbite du Soleil et orbitant autour du centre de la Galaxie peut être obtenu grâce à la troisième loi de Kepler en connaissant la distance entre le Soleil et le centre de la Galaxie estimé à 8.2 kpc [Schönrich et al., 2010] et la période de révolution (230 millions d'années). Nous obtenons un résultat de l'ordre de $10^{11} M_{\odot}$. Au total, la Voie Lactée possède une masse totale estimée à $1-2 \cdot 10^{12} M_{\odot}$ [Wilkinson and Evans, 1999, Deason et al., 2012]. Le diamètre de son disque est estimé à 30 kpc [Freudenreich et al., 1994, Ruphy et al., 1996, Sale et al., 2010, Minniti et al., 2011], avec un profil d'étoile exponentiellement décroissant depuis le centre [de Vaucouleurs and Pence, 1978, Bahcall and Soneira, 1980]. Cependant, certaines études plus récentes estimeraient le diamètre du disque au delà de 50 kpc [López-Corredoira et al., 2018], ces derniers se basant sur les données des relevés LAMOST et APOGEE.

Un schéma résumant la Voie Lactée est présentée dans la Fig. 1.3.

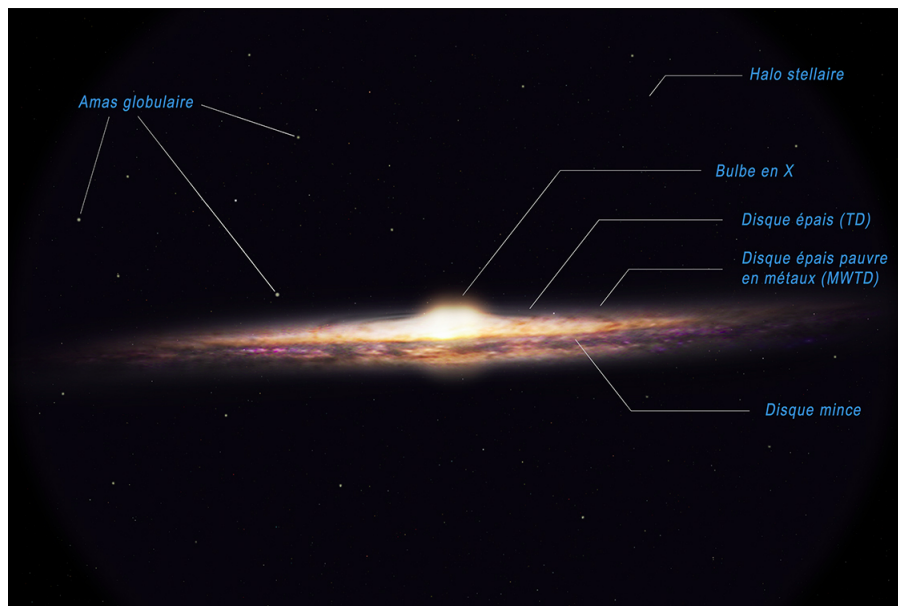


FIGURE 1.3: Vue schématique de la Voie Lactée. Source : astrosurf.com

Structure de la Galaxie

En suivant la classification de Hubble, notre Voie Lactée est une Galaxie spirale de type intermédiaire SBb-c. Les bras spiraux sont soumis à une rotation différentielle. Ils ont été identifiés en étudiant les raies d'hydrogène neutre dont la longueur d'onde est à 21 cm, donc dans le domaine radio. Prédite par le physicien Henrick van de Hulst (1918 - 2000) et découverte par Harold Ewen (1922 - 2015) et Edward Purcell (1912 - 1997), cette raie permet de sonder toute la Galaxie car le domaine radio n'est que très faiblement affecté par l'extinction interstellaire.

Plusieurs cartes des bras spiraux ont ensuite été produites, notamment avec l'étude des nébuleuses gazeuses dans le domaine radio par [Georgelin and Georgelin \[1976\]](#), ou avec les données spectroscopiques de la mission Gaia (Fig. 1.4, [Poggio et al. \[2022\]](#)).

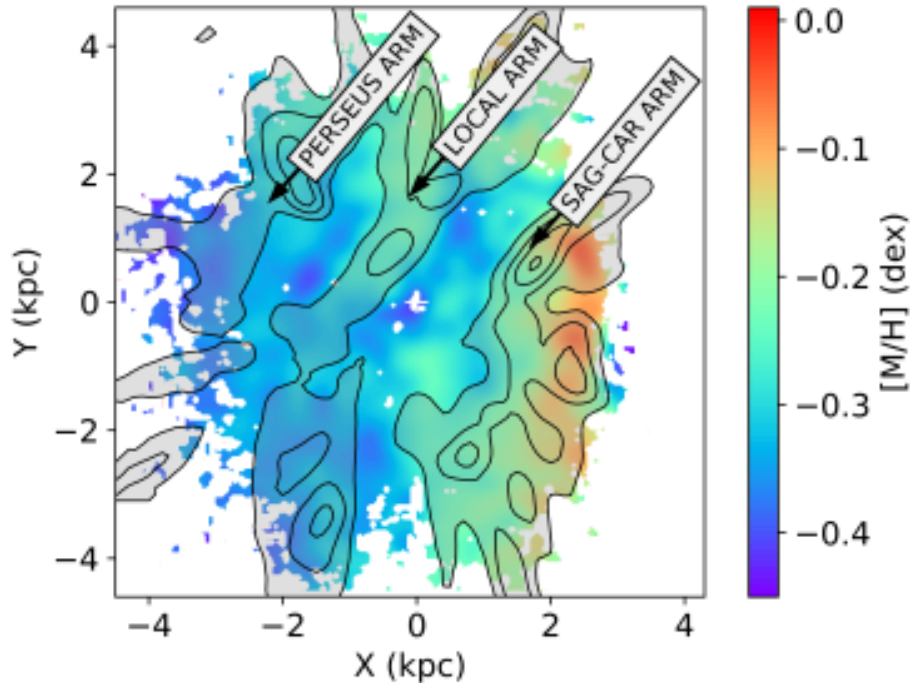


FIGURE 1.4: Carte de la Voie Lactée colorée avec la métallicité (provenant des données spectroscopiques de la mission Gaia). Source : [Poggio et al. \[2022\]](#)

D'autre part, l'analyse de la vitesse de rotation des étoiles de notre Galaxie (mais également des autres Galaxies spirales) en fonction de leur distance au centre a produit un résultat surprenant. En effet, leur vitesse ne décroît pas, comme on pourrait l'attendre pour une modélisation des Keplerienne de la vitesse (comme pour les planètes autour du Système Solaire). Et pourtant, la vitesse des étoiles atteint un plateau pour celles plus éloignées que ~ 5 kpc du centre. Cela s'explique par la présence de matière, une matière invisible et mystérieuse appelée "matière noire", qui pourrait être de la matière baryonique interagissant très peu avec la matière (un peu comme les neutrinos), ou d'un autre type de particules généralement regroupés sous le nom de WIMP (pour Weakly Interactive Massive Particle). Une autre option, cependant plus controversée, est celle proposée par [Milgrom \[1983\]](#) appelée théorie MOND (Modified Newtonian dynamics). Il s'agit d'une modification des équations de la Gravitation, permettant d'expliquer l'existence de ce plateau.

Enfin, la Fig. 1.5 montre une image de la Voie Lactée reconstituée mais en se basant sur les données de 1.8 milliards d'étoiles observées par la mission spatiale Gaia (second relevé publié en 2018), dont nous parlerons notamment dans la Sect. 1.5.

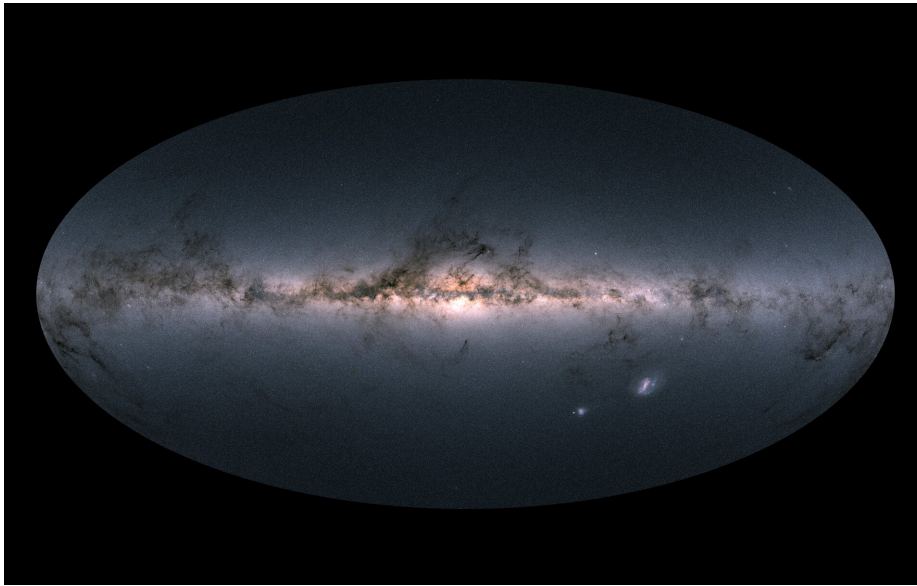


FIGURE 1.5: Carte de la Voie Lactée faite avec les données de la mission spatiale Gaia. Source : ESA

Le Groupe Local

La Voie Lactée se trouve dans ce qu'on appelle le Groupe Local. Il est formé, en plus de la Voie Lactée, d'une autre Galaxie deux fois plus massive et grande que la notre, Andromède, qui se trouve à une distance de 780 kpc. Dans le Groupe Local, nous retrouvons également une trentaine de Galaxies naines satellites comme le petit et grand nuage de Magellan (LMC et SMC pour Large Magellanic Cloud et Small Magellanic Cloud, respectivement).

A noter que les groupes de Galaxies analogues au nôtre, constitué d'une Galaxie centrale et deux Galaxies satellites, sont relativement rares. Par exemple, en se basant sur les données du relevé de Galaxies GAMA, qui contient plus de 300 000 sources [Driver et al., 2011], Robotham et al. [2012] ont trouvé seulement 12% de Galaxies avec un compagnon avec une masse semblable à celle du LMC et seulement 3% avec deux compagnons.

1.2.2 Disque(s) Galactique(s)

Notre Voie Lactée possède un disque, qui est sa composante stellaire la plus massive avec une masse de $6 \cdot 10^{10} M_{\odot}$ soit environ 75% de la masse de la Voie Lactée [Bland-Hawthorn and Gerhard, 2016]. Ce disque se décompose entre une composante mince et une composante épaisse. Le disque épais a été identifié par comptage d'étoiles vers les pôles Galactiques [Yoshii, 1982, Gilmore and Reid, 1983]. L'autre majeure différence entre ces deux composantes est une discontinuité chimique, à haute comme à basse résolution spectrale, [Haywood et al., 2013, Nidever et al., 2014, Recio-Blanco et al., 2014] et que l'on retrouve notamment pour les éléments α , comme nous pouvons le voir sur la Fig. 1.6. Cette dernière

montre les abondances de $[\text{Mg}/\text{Fe}]^2$ (Mg étant un élément α , voir Sect. 2.4.2) en fonction de la métallicité³ des étoiles.

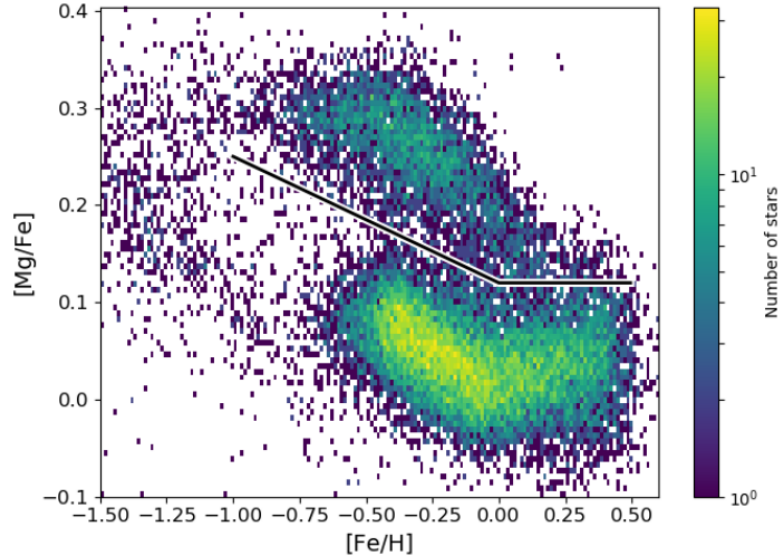


FIGURE 1.6: $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour 20 485 étoiles provenant des données du relevé APO-GEE. Le trait noir désignant la séparation entre le disque mince et le disque épais. Source : [Weinberg et al. \[2019\]](#)

Disque mince

Pour la composante mince (thin disc), la densité du disque mince suit une loi exponentielle décroissante avec le rayon Galactique, qui s'étend jusqu'à 16 kpc. Les étoiles sont relativement jeunes, de quelques millions d'années à $\sim 8 - 10$ milliards d'années. Cette composante a une hauteur d'environ 300 pc par rapport au Plan Galactique. La dispersion des vitesses des étoiles du disque mince est relativement faible (~ 20 km/s) et les vitesses de rotation sont relativement plus élevées (~ 200 km/s) que celles du disque épais, qui sont de l'ordre de 180 km/s [[Recio-Blanco et al., 2014](#)]. Enfin, les orbites des étoiles disque mince sont quasi-circulaires. La Fig. 1.7 montre les étoiles dans le diagramme de Toomre, c'est à dire en fonction des différentes composantes de leur vitesse. Enfin, les étoiles du disque mince ont une métallicité typiquement variant de -0.5 à 0.5 dex [[Fuhrmann, 1998](#), [Reddy et al., 2006](#)].

2. La notation $[\text{X}/\text{Y}]$ réfère à l'abondance d'un élément chimique X par rapport à l'élément Y et par rapport au Soleil. Elle est définie comme : $[\text{X}/\text{Y}] = \log(N_X/N_Y) - \log(N_X/N_Y)_\odot$ où N_X et N_Y désignent le nombre d'atomes des espèces X et Y

3. Définie comme tous les éléments plus lourds que l'hydrogène et l'hélium

Disque épais

La densité du disque épais suit une loi exponentielle décroissante avec le rayon Galactique. L'échelle de hauteur typique du disque épais est ~ 0.7 kpc [Kordopatis et al., 2011], alors que l'échelle de longueur typique est de l'ordre de 3.5 kpc [Jurić et al., 2008]. Les étoiles du disque épais sont âgées, avec des âges allant de 8 à 14 milliards d'années [Haywood et al., 2013]. Le domaine de métallicité est également large, typiquement de -1.2 dex à -0.2 dex [Recio-Blanco et al., 2014, Kordopatis et al., 2011, Boeche et al., 2013]. Les étoiles du disque épais ont une dispersion des vitesses élevée comparée à celles du disque mince (~ 40 km/s). Nous pouvons voir une cinématique différente des étoiles du disque épais par rapport à celles du disque mince sur le diagramme de Toomre (Fig. 1.7). Ces étoiles du disque épais ont des abondances $[\alpha/\text{Fe}]$ bien plus élevées que les étoiles du disque mince (Fig. 1.6). A noter que la plupart des Galaxies de type spirale ont un disque épais. Dans les Galaxies comme la nôtre, le disque épais représente environ 10% de la luminosité totale du disque mince.

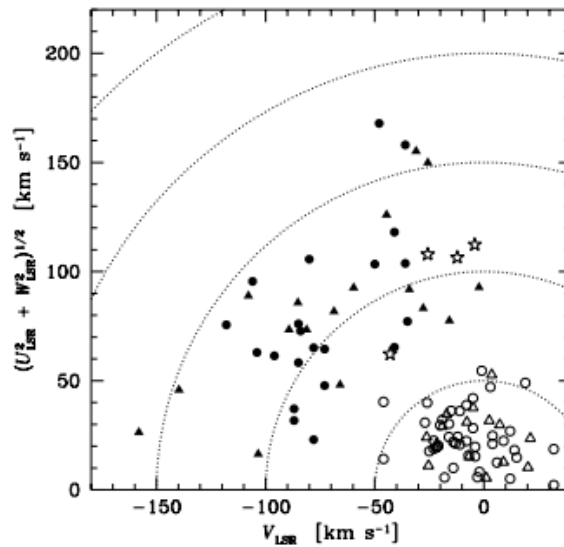


FIGURE 1.7: Diagramme de Toomre pour les étoiles des disques épais et mince, représentées par des symboles remplis et ouverts, respectivement. Source : Bensby et al. [2003, 2005]

Scenarios de formation du disque

[Haywood et al., 2013] ont proposé qu'un changement de régime de formation stellaire serait à l'origine de cette discontinuité chimique. De plus, [Snaith et al., 2015] ont proposé que la formation stellaire, forte pendant les 4 premiers milliards d'années de formation du disque épais, se serait brusquement interrompue autour de 8 milliards d'années puis aurait progressivement repris pour former le disque mince.

[Nidever et al., 2014] ont proposé un scénario différent, basé sur des observations faite avec le relevé APOGEE. D'une part, les étoiles de la séquence du disque épais (riche en éléments α) partageraient une histoire de formation similaire, formées dans un milieu in-

terstellaire turbulent et homogène, dominé par des molécules. D'autre part, les étoiles du disque mince (plus pauvres en $[\alpha/\text{Fe}]$) auraient été formées soit par accrétion de gaz couplée avec une chute du taux de formation stellaire, soit par une superposition de multiples populations caractérisées par différents taux de formation stellaire et différentes histoires d'enrichissement.

D'autres scénarios de formation du disque ont été proposés. Les principaux sont :

- La migration radiale d'étoiles du bulbe pour former le disque épais [Sellwood and Binney, 2002, Schönrich and Binney, 2009]. Cette migration radiale peut se décomposer en "blurring" (qui diffuse les orbites stellaires en conservant le moment angulaire mais en modifiant l'excentricité) et le "churning" (dû aux résonances de corotation avec la structure spirale de la Galaxie, et a pour effet de modifier le moment angulaire.)
- Le chauffage d'un disque initial uniforme (gaz + étoiles + matière noire) perturbé par des inhomogénéités gravitationnelles [Bournaud et al., 2009].
- Le chauffage d'un disque initial par une accrétion mineure provenant de Galaxies naines [Abadi et al., 2003]. Dans ce scénario, le disque épais se serait formé très rapidement (en moins de 500 millions d'années) et les dispersions des vitesses typiques pour des étoiles vieilles du disque épais seraient supérieures à 80 km/s. Les étoiles accrétées auraient une histoire chimique différente de celles formées in-situ.
- Accrétion d'un satellite riche en gaz [Brook et al., 2004, 2007]. Le disque épais aurait été formé in situ suite à l'accrétion d'une Galaxie riche en gaz. Caractérisées par un disque de gaz incorporé dans un halo de matière noire, les deux Galaxies auraient fusionné suivant une rotation prograde. Le pic de formation stellaire à partir du gaz aurait été atteint il y a environ 9 milliards d'années. Ce scénario forme donc le disque épais à partir du gaz accrété et non des étoiles déposées sur des orbites coplanaires, tel que proposé par [Abadi et al., 2003]

1.2.3 Le Bulbe Galactique

Le bulbe de notre Galaxie a une masse de l'ordre de $2.10^{10} M_{\odot}$ [Sofue et al., 2009] avec une forme allongée hébergeant une barre en son centre [Dwek et al., 1995]. Le bulbe possède également une structure en X [McWilliam and Zoccali, 2010] et contient à lui tout seul environ 25% de la masse de la Voie Lactée. Une revue complète des propriétés du bulbe se trouve dans [Barbuy et al., 2018].

La cinématique des étoiles du bulbe est intermédiaire entre un système purement en rotation, comme le disque mince, et un système régi par la dispersion des vitesses comme le halo stellaire. Le bulbe possède également des amas globulaires riches en métaux, partageant les mêmes cinématiques, distributions spatiales et composition que les étoiles du bulbe [Zoccali et al., 2006, Bica et al., 2006]. Deux populations d'étoiles sont présentes dans le bulbe. D'un côté, une population riche en métaux, associé à la barre et à la formation précoce du disque [Ness et al., 2012, Rojas-Arriagada et al., 2017, Zoccali et al., 2017]. De l'autre côté, une population pauvre en métaux, dominant les étoiles qui ne sont pas dans le plan [Johnson et al., 2020, 2022] et dont la formation est moins claire. Ces étoiles pourraient

être reliées à une accrétion, ou une évolution du disque épais. Les étoiles du bulbe couvrent donc un large domaine de métallicités ($-1.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.5$ dex).

L'origine du bulbe est encore incertaine. En effet, un scénario classique d'effondrement d'un nuage de gaz proto-Galactique [Eggen et al., 1962, Larson, 1974] pourrait expliquer son origine. Cependant, dans le contexte du modèle Λ CDM (défini dans la Sect. 1.3), le bulbe aurait pu être formé par accrétion de sous-structures [Immeli et al., 2004]. Enfin, une évolution interne lente et séculaire avec la formation d'une barre est envisagée et pourrait former un "pseudo-bulbe" [Pfenniger and Norman, 1990, Kormendy and Kennicutt, 2004].

Cependant, il est important de rappeler que l'observation des étoiles du bulbe est relativement difficile à réaliser à cause de la forte extinction causée par l'absorption du milieu interstellaire.

Récemment, la première étoile du bulbe riche en éléments r a été découverte par [Forsberg et al., 2023], et pourrait être une relique d'une période d'enrichissement associée à la formation de la barre centrale. De plus, une analyse détaillée des abondances des éléments α (Mg, Si, Ca) sur 72 étoiles a été conduite par Nieuwmunster et al. [2023] sur les régions internes du bulbe. Les auteurs ont trouvé une tendance des abondances $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la métallicité similaire à celle du disque épais. Ce résultat est en accord avec d'autres études de ces éléments α dans le bulbe Galactique [Rojas-Arriagada et al., 2017, Ryde et al., 2010, Zasowski et al., 2019].

Nous rappelons que la majorité des Galaxies lumineuses ayant un disque ont également un bulbe, qui peuvent prendre des formes assez variées [Kormendy and Kennicutt, 2004]. Cependant, les Galaxies plus faibles en luminosité n'ont pas forcément de bulbes. Ceci montre que la formation d'un bulbe n'est pas un élément essentiel à la formation d'un disque.

Il existe également des pseudo-bulbes dans certaines Galaxies [Kormendy, 1993] qui semblent être des surdensités locales provenant d'échange de moment angulaire et réarrangeant la densité de surface du disque de la Galaxie et mimant ainsi la présence d'un bulbe classique.

1.2.4 Le Halo Galactique

Le halo Galactique est une composante sphérique entourant le disque de la Voie Lactée. C'est également sa composante contenant le moins d'étoiles avec une masse de $1.3 \cdot 10^9 M_{\odot}$ [Deason et al., 2019] soit environ 1% de la masse de la Galaxie. Le halo semble se décomposer en une partie interne ($R < 10 - 15$ kpc avec une métallicité moyenne de -1.6 dex) et une partie externe ($R > 15 - 20$ kpc et une métallicité moyenne de -2.2 dex) [Carollo et al., 2010].

L'observation du halo n'est pas simple car ses étoiles sont peu nombreuses et éloignées. La plupart de ses étoiles sont âgées (> 12 milliards d'années). Elles ont été formées en même temps que la Voie Lactée et ont des mouvements aléatoires et des orbites elliptiques. Le halo s'étend jusqu'à environ 100 kpc [Sirko et al., 2004], mais la densité radiale suit une loi de puissance avec une rupture de pente à ~ 27 kpc [Deason et al., 2011]. Les étoiles du halo sont très pauvres en métaux, typiquement $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$ dex, [Nissen and Schuster,

2012].

Le halo serait également composé de nombreuses étoiles accrétées provenant de différents courants d'étoiles (Helmi, Gaia-Sausage, Thamnos ...) [Belokurov et al., 2018, Helmi et al., 2018, Helmi, 2020, Ibata et al., 1995, Helmi, 2008, Tolstoy et al., 2009, Klement, 2010]. Ces courants sont homogènes en cinématique, mais pas forcément en âge et en abondances chimiques. Le halo contient également de nombreux amas globulaires, qui sont des amas de typiquement 100 000 étoiles, très denses et avec des étoiles très pauvres en métaux [Gratton et al., 2004].

Enfin, le halo est également composé de matière noire ($\sim 90\%$ de la masse de la Voie Lactée), détectable uniquement via son champ gravitationnel. Ce halo de matière noire semble avoir une forme sphérique plutôt qu'une forme de disque [Creze et al., 1998, Ibata et al., 2001, Pfenniger et al., 1994].

1.3 Modèle Λ CDM et formation de la Voie Lactée

1.3.1 Une brève histoire de l'Univers

L'histoire de la naissance d'un point de vue cosmologie de notre Univers remonte à des époques très anciennes. Est-il statique ou y a-t-il un début? La réponse a longtemps été reliée à une conception théologique, notamment pour expliquer la stabilité de l'Univers. De nombreuses découvertes viennent perturber cette stabilité, comme les supernovæ ou encore la découverte de la comète de Halley.

D'autre part, motivé par l'avancée du périhélie de Mercure infructueusement expliquée par un hypothétique compagnon, Albert Einstein (1879 - 1955) développa un lien entre l'espace-temps, l'énergie et la matière donnant naissance à la relativité générale, complétée avec les travaux cosmologiques d'Alexander Friedmann (1888 - 1925) et Georges Lemaître (1894 - 1966). D'autre part, Hubble établit une relation entre la vitesse radiale v et la distance des Galaxies d avec une constante de Hubble H_0 , expliquant l'expansion linéaire de l'Univers [Lemaître, 1927, 1931]. H_0 aujourd'hui vaut 67.4 km/s/Mpc [Planck Collaboration et al., 2018].

Grâce à cette loi, la vision d'un Univers statique semblait peu à peu s'effacer en faveur de la théorie du Big Bang. Une autre preuve a été la détection du Fond Diffus Cosmologique (CMB pour Cosmic Microwave Background). En 1964, Arno Penzias (1933 -) et Robert Woodrow Wilson (1936-) détectèrent un bruit de fond sur des antennes radio. Ce bruit de fond était initialement interprété comme une erreur humaine, des déjections de pigeons ou encore une origine atmosphérique. Parallèlement, Dicke, Peebles, Roll et Wilkinson rétablissent indépendamment l'existence d'un fond de rayonnement photonique dans l'hypothèse d'un Univers né d'un Big Bang chaud, qui avait été prédit précédemment par Gamow, Alpher et Herman dans les années 40. Ce bruit de fond fut associé à ce fond diffus cosmologique qui valut le prix Nobel 1978 pour les découvreurs. Le CMB est donc la première "image" de l'univers, environ 370 000 après le Big Bang (redshift ⁴ ~ 1100) correspondant à la

4. décalage vers le rouge des spectres dû à l'expansion de l'Univers

dissociation entre la matière et le rayonnement électromagnétique qui étaient à l'équilibre. Le CMB s'approche de l'émission d'un corps noir (Sect. 3.1.1) de température 2.725 ± 0.002 K. Il existe cependant certaines anisotropies de l'ordre de 10^{-5} K, qui pourraient s'expliquer par des fluctuations quantiques et correspondraient à la distribution non-homogène de l'Univers [Liddle and Lyth, 2000]. Grâce à sa décomposition en harmonique sphérique, le CMB donne également de très nombreuses informations sur l'Univers comme sa géométrie ou sa composition (Fig. 1.8).

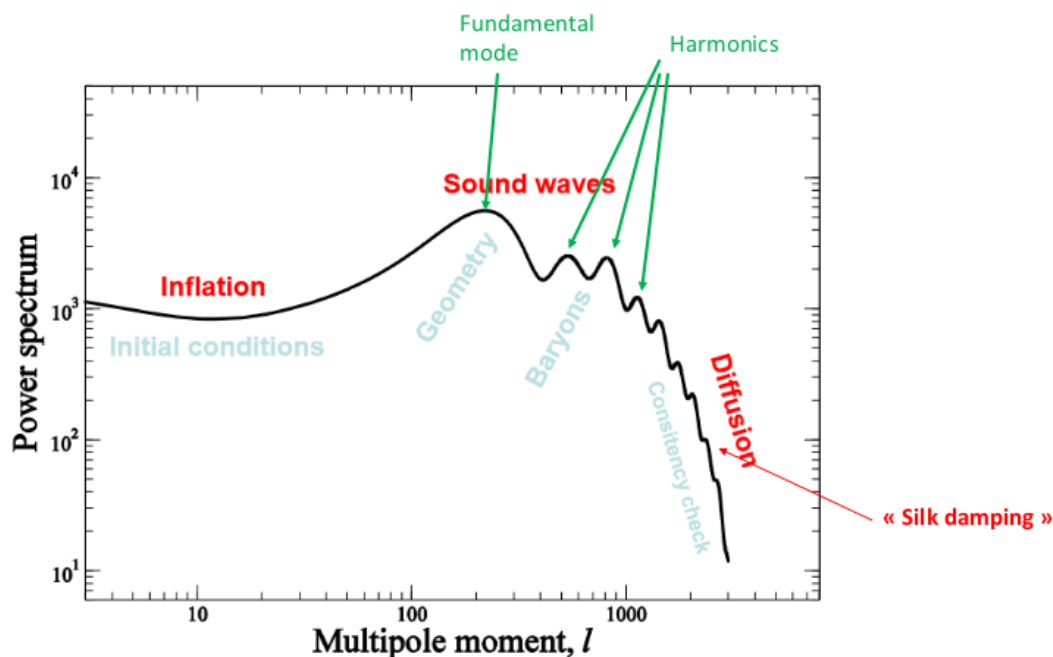


FIGURE 1.8: Spectre du CMB en fonction du moment multipolaire l (décomposition en harmonique sphériques). Nous remarquons plusieurs pics dont certains sont dûs aux ondes acoustiques causées par la présence de fluctuations de la matière noire dans la matière photo-baryonique. Source : cmb.wintherscoming.no

Enfin, nous avons vu que l'Univers est en expansion. L'étude des supernovæ de type Ia a permis de découvrir que l'Univers est en expansion accélérée. Cette accélération est caractérisée par une énergie mystérieuse dite énergie noire. Cette découverte [Riess et al., 1998] valut à Saul Perlmutter, Brian P. Schmidt et Adam Riess le Prix Nobel de physique en 2011. Grâce aux données du satellite Planck, nous estimons de nos jours que l'Univers est composé à 68% de cette énergie sombre [Planck Collaboration et al., 2020], 27% de matière noire et 5% de matière baryonique tandis que l'Univers peut être décrit par le modèle Λ CDM (Λ désigne la constante cosmologique et est liée à l'énergie sombre tandis que CDM est l'acronyme de Cold Dark Matter, Peebles [1982]). Dans un scénario classique de formation des structures de l'Univers, la Voie Lactée se serait formée par effondrement monolithique comme proposé par [Eggen et al., 1962]. Le modèle Λ CDM montre en effet que la formation des grandes structures de l'Univers s'opère de manière hiérarchique, à partir de petits halos de matière noire froide qui se forment eux-mêmes à partir des fluctuations de densité générées après le Big Bang. Par la suite, ces halos accrètent continuellement de la matière,

contribuant ainsi à la croissance des structures cosmiques. [White and Rees, 1978, Navarro et al., 1995]

1.3.2 Limitations actuelles du modèle Λ CDM

Bien que ce soit la théorie mieux acceptée par la communauté, le modèle Λ CDM présente quelques problèmes observationnels [Rix and Bovy, 2013] : Parmi ceux-ci, nous pouvons citer le "missing dwarf problem" [Moore et al., 1999], selon lequel le nombre de Galaxies naines devrait être beaucoup élevé (de l'ordre de 500) que ce qu'on détecte. D'autre part, ces Galaxies naines devraient être dominées par la matière noire [Mateo, 1998]. De plus, ce modèle prévoit un nombre d'accrétions très grand, qui pourrait être incompatible avec la présence d'un disque mince de la Galaxie. Enfin les Galaxies ayant un petit bulbe et les Galaxies spirales avec un disque étendu peinent à être reproduites avec le modèle Λ CDM.

1.4 Introduction aux grands relevés stellaires

L'étude de Edvardsson et al. [1993] est souvent citée comme la première étude spectroscopique d'archéologie Galactique avec environ 200 étoiles étudiées, pour lesquelles des abondances de nombreux éléments chimiques ainsi que des paramètres atmosphériques ont été déterminés.

Afin d'obtenir des échantillons toujours plus grands d'étoiles, de nombreux relevés ont été développés. Le but de ces relevés est de cartographier notre Galaxie grâce à la caractérisation des étoiles qui la compose. Nous allons résumer ces derniers dans cette section. Nous définissons tout d'abord la résolution spectrale $R = \lambda/\Delta\lambda$ où λ est la longueur d'onde λ et $\Delta\lambda$ est le pas d'échantillonnage du spectromètre.

Nous allons brièvement présenter, dans cette section, les principaux grands relevés spectroscopiques, qui sont au cœur de ma thèse. Il est important de noter que ces relevés ont tous un point commun : ils ont été effectués avec des télescopes au sol, contrairement à la mission spatiale Gaia (Sect. 1.5), à laquelle j'ai participé.

1.4.1 Geneva-Copenhagen Survey

Il s'agit du premier relevé spectroscopique ayant pour but d'étudier le disque Galactique et de fournir des âges, ainsi que la cinématique et la métallicité de manière homogène pour 1400 étoiles naines situées dans le voisinage Solaire (40 pc). Ces étoiles sont visibles depuis l'hémisphère Nord et Sud [Nordström et al., 2004]. Les données ont été collectées pendant 3 ans à l'Observatoire de Haute Provence (télescope Suisse de 1m) et à La Silla (télescope Danois de 1.5 m). Les vitesses radiales ont été déterminées avec l'instrument CORAVEL ($R \sim 20\,000$). La magnitude limite de ces étoiles est $V \sim 8.3$ et leur parallaxe provient des données de la mission spatiale HIPPARCOS [Perryman et al., 1997], que l'on présentera

brièvement dans la prochaine section.

Parmi les nombreuses applications scientifiques réalisées grâce à ce relevé, nous pouvons citer l'étude de [Seabroke and Gilmore \[2007\]](#) ayant permis de contraindre le comportement des dispersions des vitesses dans le disque en fonction de l'âge des étoiles.

1.4.2 SEGUE

Le relevé SEGUE (Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration) a observé $\sim 230\,000$ étoiles appartenant à des population stellaire différentes afin de sonder les structures de la Voie Lactée [[Newberg and Sloan Digital Sky Survey Collaboration, 2003](#), [Newberg et al., 2003](#)]. Ces étoiles appartiennent au disque Galactique. Le relevé SEGUE-2 a ensuite pris le relai avec l'étude de 119 000 étoiles du halo (notamment des géantes froides), avec des distances variant de 10 à 60 kpc. [[Yanny et al., 2009](#)].

Les relevés SEGUE (1 et 2) avaient donc pour but d'explorer les sous-structures de la Voie Lactée d'un point de vue cinématique et chimique avec des spectres couvrant un large domaine de longueur d'onde (385 - 920 nm) avec une résolution spectrale faible ($R \sim 2\,000$) et un S/N typique de 25. Nous pouvons noter que grâce aux données SEGUE, [Bovy et al. \[2012\]](#) ont suggéré que le disque mince et le disque épais ne présentaient pas de discontinuité chimique, ce qui ne semble pas avoir été confirmé par les autre relevés.

1.4.3 RAVE

Le relevé spectroscopique RAVE (RAial Velocity Experiment , [Steinmetz \[2003\]](#)) a observé 451 783 étoiles relativement brillantes ($9 < I < 12$) de la Galaxie, qui sont localisées dans l'hémisphère sud. La résolution spectrale moyenne est de 7 500 et couvre le triplet du calcium (841 - 879.5 nm). A partir de ces spectres, des vitesses et compositions chimiques (Fe, Ni, Al et $[\alpha/Fe]$) ont été déterminés. Les observations ont duré 10 ans (2003 - 2013) au "1.2-m UK Schmidt" de l'Observatoire Anglo-Australien (AAO). Le dernier relevé est le RAVE DR6 publié en 2021 [[Steinmetz et al., 2020a,b](#)]. Ces étoiles sont complémentées avec des paramètres orbitaux et des températures photométriques. [Sharma et al. \[2014\]](#) ont montré que l'échelle de longueur radiale des dispersions des vitesses est plus faible dans le disque mince que dans le disque épais, tandis que [Smith et al. \[2007\]](#) ont mis en évidence le halo de matière noire de la Voie Lactée.

A noter que la paramétrisation stellaire effectuée par RAVE se base sur les mêmes outils (codes MATISSE et GAUGUIN, voir Chap. 5) que ceux utilisés dans cette thèse et dans le cadre de la mission Gaia.

1.4.4 LAMOST

Le relevé LAMOST (Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope) a pour but d'observer 10 millions d'étoiles, de Galaxies et de quasars [Newberg and China \[2009\]](#)

avec une magnitude limite $r < 19$ et une résolution spectrale de 1 800. La particularité de LAMOST repose sur un spectrographe multi-fibres pouvant observer jusqu'à 4000 objets simultanément. La dixième relevé LAMOST publié en Mars 2023 contient 22.29 millions de spectres, collectés entre Octobre 2011 et Juin 2022.

Parmi les applications récentes, [Chen et al. \[2022, 2023\]](#) ont trouvé puis classé environ 3000 étoiles de type S- (étoiles à la surface enrichie en carbone, voir Chap. 2 et 7) en séparant les étoiles intrinsèques (production intérieure) et extrinsèques (pollution par une étoile binaire). De plus, [Zhang et al. \[2021\]](#) ont analysé l'abondance de Li dans des géantes rouges.

1.4.5 Pristine

Le relevé Pristine a pour but d'étudier les étoiles les plus anciennes de la Voie Lactée et ses satellites [[Starkenburg et al., 2017](#)] avec le télescope de 4m Canada-France-Hawaï (CFHT) basé à Mauna Kea (Hawaï), en utilisant une petite bande spectrale autour des raies de Ca H & K avec une résolution spectrale de $R \sim 1800$.

Par exemple, [[Mashonkina et al., 2023](#)] ont récemment déterminé 32 éléments chimiques pour une étoile riche en carbone et pauvre en métaux (CEMP pour Carbon Enhanced Metal Poor) dans le Bulbe Galactique. C'est une étoile binaire enrichie en éléments formés par capture de neutrons (processus s et r). Un autre exemple d'application se trouve dans [Longeard et al. \[2023\]](#) qui ont étudié la Galaxie Naine Hercules sans trouver de gradient de vitesse ni de signe évident d'une destruction totale de cette Galaxie naine.

1.4.6 GALAH

Le relevé de GALAH (Galactic Archaeology with HERMES) consiste en 588 571 étoiles pour le dernier catalogue (DR3) récemment publié en 2021 [[Buder et al., 2021](#)]. Pour ces étoiles, des vitesses radiales, des paramètres atmosphériques (température effective, surface de gravité) et des abondances chimiques de nombreux éléments chimiques (Li, C, O, Na, Al, K, Mg, Si, Ca, Ti, Sc, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Y, Ba, La, Rb, Mo, Ru, Nd, Sm, Eu), ainsi que des flags de qualité, permettant de sélectionner les meilleures données.

Comme son acronyme l'indique, les spectres sont obtenus avec l'instrument HERMES, installé sur le télescope Anglo-Australien. Ils ont une résolution de 28 000 et couvrent un domaine de longueur d'ondes allant de 471.8 à 490.3, de 564.9 à 587.3 nm, de 648.1 à 673.9 nm et de 759.0 à 789.0 nm.

Les données GALAH ont contribué à plus de 170 travaux publiés. Parmi les principaux résultats, GALAH a permis de mettre en évidence différentes tendances des abondances entre le disque mince et épais en fonction de la métallicité et l'âge des étoiles [[Buder et al., 2018](#)], sans trouver une discontinuité brute [[Hayden et al., 2020](#)]. Les abondances GALAH ont également montré que les étoiles accrétées de Gaia-Enceladus présentent des abondances de [Eu/Mg] supérieures aux étoiles formées in-situ [[Matsuno et al., 2021](#)].

1.4.7 APOGEE

Le relevé APOGEE [Majewski et al., 2007] est l'acronyme de Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment. Le dernier relevé de la mission (DR17) a été publié en 2022 [Abdurro'uf et al., 2022a], dans le cadre de la quatrième phase du Sloan Digital Sky Survey (SDSS-IV) [Blanton et al., 2017]. Il contient 733 901 étoiles dont les spectres sont observés dans la bande H (1 514.0 à 1 694.0 nm) avec une résolution de 22 500 et couvrant l'ensemble de la Voie Lactée. Cette bande spectrale permet de réduire le problème de l'absorption interstellaire et permet de sonder les régions les plus centrales de notre Galaxie.

APOGEE fournit des vitesses radiales, des paramètres atmosphériques et des abondances chimiques individuelles. Ces données peuvent être calibrées ou non, et des flags de qualité sont également fournis.

Parmi les nombreux résultats déjà publiés par le relevé, nous pouvons souligner le fait que [García Pérez et al., 2013] ont détecté la présence d'étoiles pauvres en métaux dans le bulbe ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1.7$ dex). De plus, [Martig et al., 2015] ont découvert des étoiles jeunes (< 6 millions d'années) et enrichies en éléments α ($[\alpha/\text{Fe}] > 0.2$ dex). Cette découverte va à l'encontre de la relation entre l'âge et le rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ dans le disque. Basé sur l'étude d'environ 70 000 géantes rouges, ? ont analysé le rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la métallicité pour différentes régions de la Voie Lactée et ont trouvé deux séquences (une avec des valeurs d'abondances d'éléments α solaires et l'autre avec des abondances supérieures dite high- α), qui fusionnent pour des métallicités supérieures à celle du Soleil. La position de la séquence high- α ne semble pas changer le long du disque, tandis que Weinberg et al. [2019] trouve des variations de ces séquences en fonction de la position des étoiles dans la Voie Lactée. Zasowski et al. [2019] ont étudié les abondances chimiques de 11 éléments chimiques pour environ 4000 étoiles appartenant aux parties les plus centrales de la Voie Lactée. Les auteurs ont trouvé que la position de la cassure dans le plan $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ était constante quelque soit la distance au centre de la Galaxie, indiquant un milieu de formation d'étoiles bien mélangé ou une forte migration radiale dans la galaxie interne primitive.

Récemment, Hayes et al. [2022] a publié un catalogue supplémentaire se basant sur les spectres APOGEE et a déterminé des abondances de Nd, qui ne sont pas présentes dans les données APOGEE.

1.4.8 Le relevé Gaia-ESO

Le Gaia-ESO Survey (GES) est un relevé spectroscopique ayant analysé 114 324 étoiles pour son 5ème relevé [Gilmore et al., 2012, Randich et al., 2022]. Le Gaia-ESO Survey est basé sur les spectrographes multi-fibres UVES et GIRAFFE de l'ESO. Les spectres couvrent de larges domaines spectraux allant de 403.3 à 900.1 nm.

GES produit des paramètres atmosphériques ainsi que des abondances chimiques individuelles de nombreuses espèces chimiques et des flags de qualité.

Parmi les résultats de GES, Recio-Blanco et al. [2014] ont par exemple identifié la séparation entre le disque mince et le disque épais basé sur les abondances $[\alpha/\text{Fe}]$.

1.4.9 Abondances chimiques et relevés actuels

Les trois principaux relevés spectroscopiques au sol (GES, APOGEE et GALAH) ont été les premiers à produire des grands catalogues d'abondances chimiques d'étoiles appartenant à différentes populations de la Voie Lactée. Ces abondances sont le plus souvent complémentaires, bien que des problèmes de calibration puissent exister entre ces différents relevés. Nous illustrons dans la Fig. 1.9 les éléments chimiques analysés par des trois relevés. Une table les résumant est donnée dans la Fig. 1.10. Enfin, la couverture du ciel réalisée par ces trois relevés est donné dans la Fig. 1.11. A noter qu'une comparaison complète de ces trois relevés a été faite dans [Hegedűs et al. \[2023\]](#).

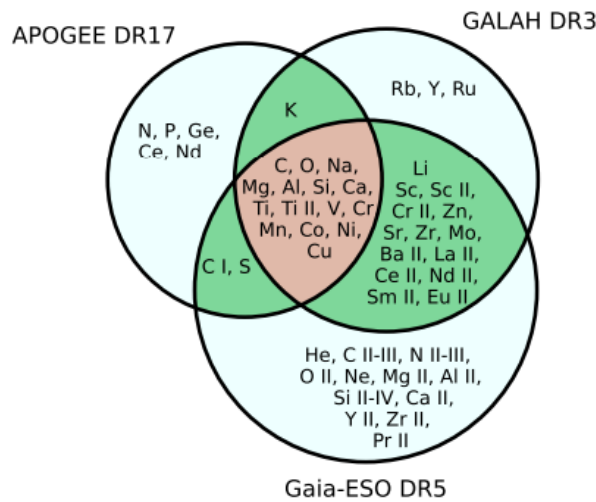


FIGURE 1.9: Comparaison des différentes abondances publiées par les relevés GALAH DR3, APOGEE DR17 et Gaia-ESO DR5. Source : [Hegedűs et al. \[2023\]](#)

1.4.10 Relevés spectroscopiques futurs

Le futur de la spectroscopie pour l'archéologie Galactique s'annonce brillant. De nombreux projets sont, en effet, en cours de développement :

WEAVE

WEAVE (WHT Enhanced Area Velocity Explorer) est un relevé spectroscopique multi-objet basé sur le télescope de 4.2 m William Herschel Telescope (WHT), installé à l'Observatorio del Roque de los Muchachos, à La Palma sur les îles Canaries [Dalton et al. \[2012\]](#). Deux résolutions spectrales seront possibles : 5000 et 20 000. WEAVE a plusieurs objectifs scientifiques parmi lesquels l'étude du milieu interstellaire, les amas de Galaxies et bien évidemment l'archéologie Galactique. Pour cette dernière, le but est d'étudier les différentes composantes de la Voie Lactée en déterminant les paramètres atmosphériques de 1.8 à 2.6

Table 1. Details of the latest data releases of the APOGEE, GALAH, and Gaia–ESO sky survey programs.

	APOGEE DR17	GALAH DR3	GES DR5
Date of data release	December 2021	November 2020	May 2017
Number of stars	733,901	588,571	114,324
Telescope	Sloan Foundation at APO, 2.5 m NMSU at APO, 1 m du Pont telescope at LCO, 2.5 m	Anglo-Australian Telescope at Siding Spring Observatory, 3.9 m	ESO Telescopes at the La Silla Paranal Observatory
Wavelength range	15 140–16 940 Å	4 optical bands: 4713–4903 Å, 5648–5873 Å 6478–6737 Å, 7585–7887 Å	multiple ranges from 4033 Å to 9001 Å
Resolution	~ 22 500	~ 28 000	~ 16 000 – 26 000, 47 000
List of parameters	T_{eff} , $\log g$, v_{rad} , [M/H], [α /Fe], [Fe/H], v_{micro} , $v \sin i$ (giants: v_{mac})	T_{eff} , $\log g$, v_{rad} , [Fe/H], [α /Fe], v_{micro} , v_{broad}	T_{eff} , $\log g$, v_{rad} , [Fe/H], v_{micro} , $v \sin i$
List of elements	C I, N, O, Na, Mg, Al, Si, P, S, K, Ca, Ti, Ti II, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Ge, Ce, Nd	Li, C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Sc I, Ti, Ti II, V, Cr, Cr II, Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Rb, Sr, Y, Zr, Mo, Ru, Ba II, La II, Ce II, Nd II, Sm II, Eu II	He, Li, C I-III, N II-III, O I-II, Ne, Na, Mg, Al I-II, Si I-IV, S, Ca I-II, Sc I-II, Ti, Ti II, V, Cr I-II, Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Sr, Y II, Zr I-II, Mo, Ba II, La II, Ce II, Pr II, Nd II, Sm II, Eu II
Calibration	calibrated T_{eff} , $\log g$, [M/H], [α /M], abundance parameters	calibrated abundance parameters	<i>Gaia</i> benchmark stars and calibrat- ing clusters
Method of deriving pa- rameters	ASPCAP (parameters and abun- dances)	Spectrum synthesis (SME and <i>The Cannon</i>)	equivalent widths, comparisons of observed spectra and a grid of tem- plates (strategy: WGs)
Model atmospheres	Kurucz model (Cannon models), all-MARCS grid ($T_{\text{eff}} < 8000$ K)	MARCS grid (plane parallel mod- els for $\log g > 4$, spherical models for $\log g < 4$)	MARCS grid
1D/3D	spherical (Turbospectrum) or plane parallel (Synspec)	1D spherical	1D spherical
LTE/NLTE	LTE/NLTE	LTE/NLTE	
Spectral synthesis code	Turbospectrum (for the main spec- tral grids), Synspec	Spectroscopy Made Easy (SME)	e.g. Turbospectrum, SME, MOOG, COGs
1D/3D	Plane parallel and spherical	1D spherical	
LTE/NLTE	LTE/NLTE	LTE/NLTE	LTE
Solar reference table	Grevesse et al. (2007)	Buder et al. (2021)	Grevesse et al. (2007)

FIGURE 1.10: Comparaison des principales caractéristiques des relevés GALAH DR3, APOGEE DR17 et Gaia-ESO DR5. Source : [Hegedűs et al. \[2023\]](#)

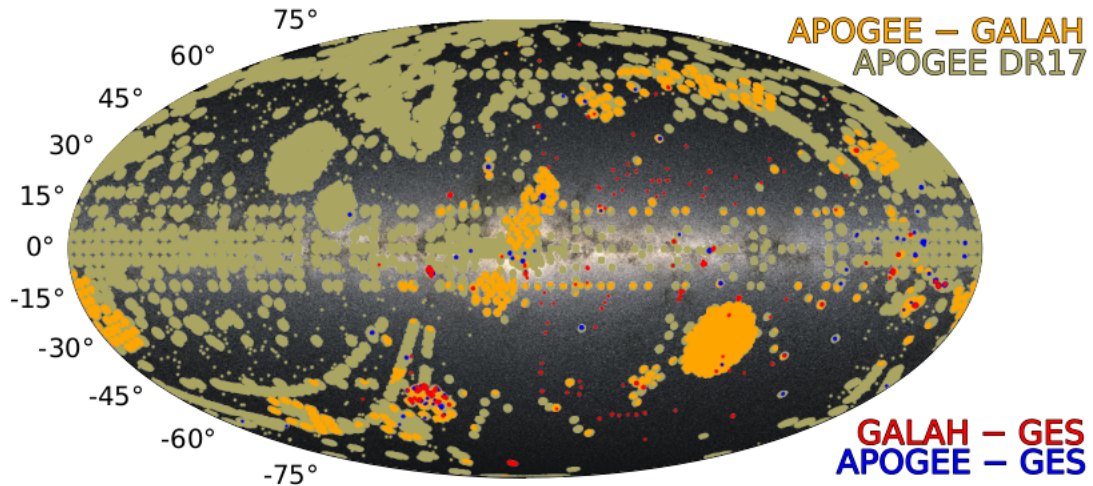


FIGURE 1.11: Couverture du ciel pour le relevé APOGEE (en vert), APOGEE - GALAH (orange), APOGEE - GES (bleu) et GALAH - GES (rouge). Source : [Hegedűs et al. \[2023\]](#)

millions d'étoiles relativement peu brillantes ($16 < G < 20$) et les abondances chimiques pour 1.1 à 1.6 millions d'étoiles dont la magnitude G varie entre 12 et 16. A noter que ces étoiles ne sont visibles que depuis l'hémisphère Nord.

4MOST

Le relevé 4MOST (4m Multi Object Spectroscopic Telescope) est l'analogue de WEAVE dans l'hémisphère Sud, en se basant sur le télescope Vista [de Jong et al., 2014] de l'ESO au Chili. Le relevé a pour but d'étudier les sous-structures chimiques et cinématiques du halo, du disque et du bulbe de la Voie Lactée. Des sources extra-Galactiques pourraient également être étudiées. 4MOST devrait fournir 13 millions de spectres avec une résolution spectrale d'environ 5 000 (et pour des magnitudes entre 15 et 20) ainsi que 1 million à résolution de 20 000 ($14 < V < 16$). [de Jong et al., 2014].

MOONS

MOONS (Multi-Object Optical and Near-IR Spectrograph) sera un relevé ayant pour but d'étudier la formation de milliers de Galaxies à différentes époques de l'Univers et chercher les propriétés de millions d'étoiles de notre Voie Lactée.

MOONS observera simultanément jusqu'à 1 000 cibles dans un champ de vision de 25 minutes d'arc dans l'optique et le proche infrarouge (0.6-1.8 μm). Un réglage à haute résolution ($R \sim 20\,000$) dans la bande H a été conçu pour la détermination précise des abondances stellaires telles que les éléments α , éléments légers et ceux du pic du fer, ainsi que les éléments formés par capture de neutrons. MOONS sera basé sur les observations réalisées au télescope VISTA (ainsi que Pan-STARRS et UKIDSS), en fournissant des vitesses radiales, des métallicités et des abondances chimiques précises pour plusieurs millions d'étoiles.

1.5 La mission spatiale Gaia

Le satellite Gaia (originellement GAIA pour Global Astrometric Interferometer for Astrophysics, [Perryman et al., 2001]) est une mission de l'Agence Spatiale Européenne (ESA) lancée le 19 décembre 2013 et positionnée au point de Lagrange L2 du système Terre-Lune-Soleil, à 1.5 millions de km de la Terre. Initialement, Gaia était une mission astrométrique qui devait succéder à la mission HIPPARCOS (HIGH Precision PARallax COLlecting Satellite) [Perryman et al., 1997], lancée en 1989 et qui a mesuré la parallaxe d'environ 120 000 étoiles. La précision des données astrométriques Gaia est de l'ordre du micro-arcseconde soit un gain d'un facteur 1000 par rapport à HIPPARCOS.

Gaia est ensuite devenue une mission comportant également des instruments photométriques et spectroscopiques dont les buts principaux sont d'étudier la structure, la dynamique et l'évolution de la Galaxie et de ses différentes populations d'étoiles afin d'étudier leur évolution. Les étoiles variables ainsi que les binaires mais aussi les petits corps du système Solaire, les exoplanètes, le Groupe Local et la physique fondamentale sont également étudiés avec la mission Gaia [Gaia Collaboration et al., 2016].

Les données de la mission Gaia sont traitées, analysées et exploitées par le DPAC (Data Processing and Analysis Consortium). Le DPAC est divisé en différents groupes appelées les Coordination Units (CU), responsable de différentes parties de l'analyse des données Gaia

(étoiles variables, photométrie, spectroscopie ...). Dans le cadre de ma thèse, j'étais membre du DPAC et notamment de la CU8, responsable du traitement des données spectroscopiques de la mission Gaia.

La Fig 1.12 montre de manière schématique les différents modules de la CU8 regroupés au sein de l'Apsis (astrophysical parameters inference system) de Gaia. Parmi les différents module, *GSP-Spec* (General Stellar Parametrizer from SPECTroscopy) est le module en charge de la détermination des paramètres atmosphériques et des abondances chimiques des étoiles, dans lequel je suis impliqué.

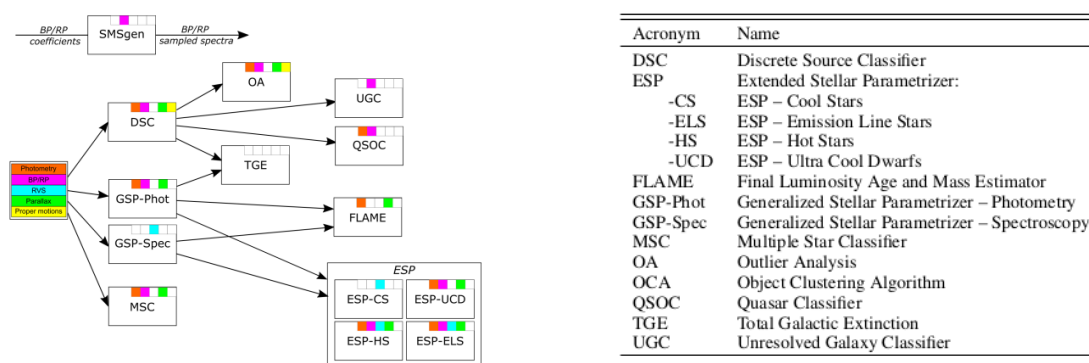


FIGURE 1.12: Vue schématique des modules d'Apsis (astrophysical parameters inference system) de Gaia. Source : Creevey et al. [2023], Bailer-Jones et al. [2013]

Le dernier catalogue de la mission a été publié le lundi 13 juin 2022 (troisième relevé) et comporte de très nombreux résultats basés sur les 34 premiers mois d'observation. Parmi les principaux résultats issu de l'analyse des spectres de Gaia, la DR3 contient des paramètres atmosphériques et des abondances pour environ 5.6 millions d'étoiles et des abondances jusqu'à 13 éléments chimiques⁵. Il s'agit donc du premier relevé spectroscopique spatial, mais également du plus important statistiquement par rapport à tous les autres relevés au sol passés ou futurs. Nous détaillerons dans le Chapitre 5 le contenu et surtout les méthodes utilisées dans le cadre de ce troisième relevé. Il est néanmoins essentiel de noter que la spectroscopie spatiale diffère de celle menée sur terre car les observations sont continues (environ 34 mois soit 25 000 heures) avec des conditions stables dues à l'absence d'atmosphère, un très bon contrôle des systématiques, un traitement très homogène des données et une très grande quantité de données avec un excellent rapport signal à bruit.

Dans cette section, nous allons voir les différents instruments à bord de la mission Gaia, notamment celui dédié à l'étude des spectres et les principaux résultats obtenus dans la DR3 de la mission. Nous détaillerons dans les perspectives de cette thèse (Chap. 9) les prochaines DR de Gaia.

5. Une animation montrant quelques spectres RVS et les abondances se trouve ici : https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/iow_20210709

1.5.1 Instruments à bord

Plusieurs instruments ont été installés à bord du satellite Gaia :

- ASTRO. Il s’agit de l’instrument astrométrique de Gaia, composé de 62 capteurs CCD placés dans le plan focal. Les erreurs sur la précision des mesures est de d’ordre de 0.00001 seconde d’arc, ce qui est de plusieurs ordres de grandeur meilleur que ce que faisait HIPPARCOS, comme nous pouvons le voir sur la Fig. 1.13. Gaia peut mesurer des angles avec une précision équivalente à la taille d’une pièce de 1€ posée sur la Lune et vue depuis la Terre.

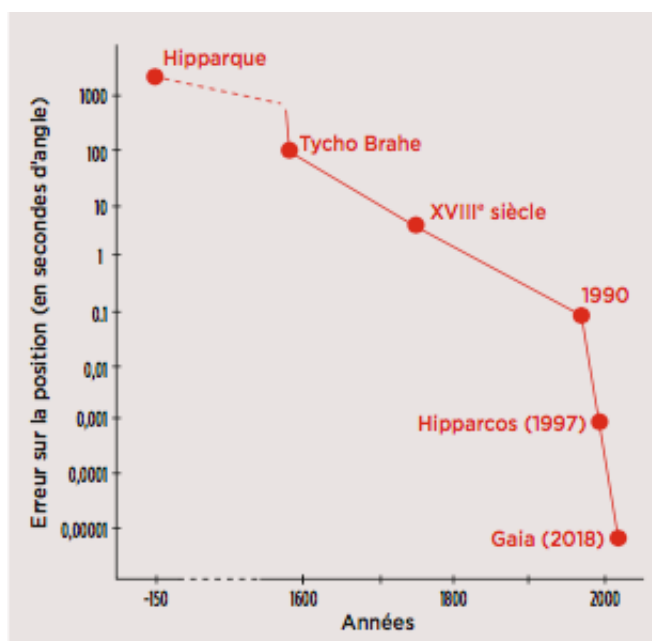


FIGURE 1.13: Evolution de l’erreur sur la mesure des positions des astres célestes au cours de l’Histoire. Source : La Recherche

- BP-RP. Gaia possède des spectro-photomètres qui sont deux prismes à basse résolution dispersant la lumière et situés dans le plan focal. Deux domaines de longueur d’onde sont analysés : BP (330 - 680 nm) et RP (640 - 1050 nm). Leur résolution spectrale respective varie entre 30 et 100 pour BP et entre 70 et 100 pour RP.
- RVS : Les abondances chimiques et les paramètres atmosphériques présentes dans la DR3 Gaia proviennent de l’analyse des données du Radial Velocity Spectrometer (RVS) par le module *GSP-Spec* [Recio-Blanco et al., 2022] au sein de la Coordination Unit 8 (CU8) du DPAC. Il s’agit d’un instrument couvrant le domaine spectral du triplet du Calcium (846 - 870 nm) avec une résolution spectrale de 11 500. Cet instrument, qui a collecté la plupart des données utilisées dans cette thèse, est décrit dans la Sect. 5.1.3

La lumière est dispersée sur 1100 pixels répartis sur 12 CCD des télescopes Gaia après avoir été observée par les instruments astrométriques et spectro-photométriques, comme nous pouvons le voir sur la Fig. 1.14.

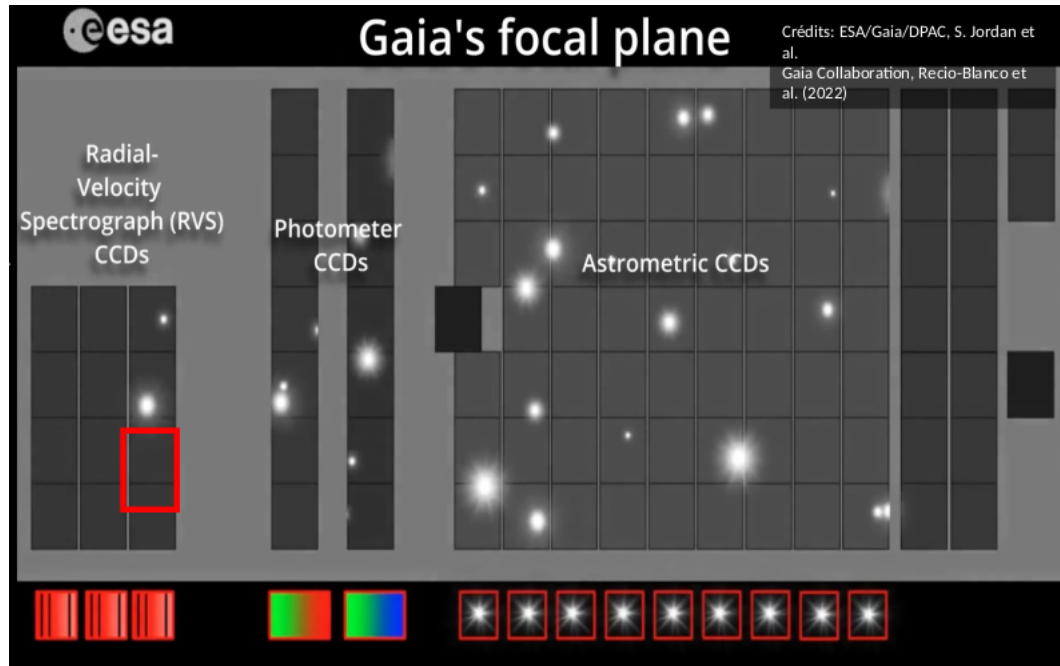


FIGURE 1.14: Vue schématique du traitement de la lumière des sources observées dans le plan focal de Gaia par les différents instruments de la mission. Source : ESA

1.5.2 Quelques résultats de la Gaia DR3

La DR3 Gaia contient 1.8 milliards de sources avec des parallaxes et des mouvements propres, dont 585 millions de sources avec 5 paramètres astrométriques (deux positions, la parallaxe et deux mouvements propres). A partir des données du RVS, 33.6 millions d'étoiles ont une mesure de vitesse radiale ($G \leq 14$) [Katz et al., 2023]. La Fig. 1.15 contient les principaux résultats de la Gaia DR3 et a été présentée par Gaia Collaboration et al. [2023] lors de la publication de la DR3

La figure 1.16 montre la distribution des magnitudes de toutes les étoiles paramétrées par le module *GSP-Spec* ainsi que, pour comparaison, pour les autres grands relevés au sol : APOGEE, GALAH et GES. Nous remarquons que le nombre d'étoiles paramétrées avec les données Gaia/RVS est bien plus important que pour les relevés au sol, avec un facteur supérieur d'environ 1 ordre de grandeur par rapport à GALAH par exemple. Cependant, nous remarquons que les relevés au sol contiennent plus d'étoiles de plus faible magnitude ($G < 16$). Le nombre d'étoiles Gaia/*GSP-Spec* paramétrées devrait cependant drastiquement augmenter dans les prochaines DR prévues pas avant 2025 et 2030.

Enfin, parmi les principaux résultats en physique Galactique trouvés dans les données Gaia DR3 et provenant de [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al., 2022], nous pouvons citer :

- Une belle image de la carte de la Voie Lactée, colorée par la métallicité (Fig. 1.17). On y voit, entre autres, que dans le plan Galactique, le disque mince possède des étoiles plus riches en métaux, contrairement au disque épais et aux régions plus centrales.

D'autres images toutes aussi belles se trouvent ici : <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/image-of-the-week>.

- Une population d'environ 30 000 jeunes étoiles massives a été identifiée (Fig. 1.18). Ces étoiles peuvent être utilisées pour tracer les bras spiraux de la Voie Lactée [Poggio et al., 2022]. Nous reparlerons de ces étoiles dans le Chapitre 6 notamment. Les données Gaia DR3 contiennent également des paramètres d'étoiles appartenant à 667 amas ouverts
- Les étoiles avec des données chimiques et dynamiques typiques du disque (rotation rapide et métallicités plus grandes que -0.75 dex) sont détectées à de grandes distances par rapport au plan, mais cette distance dépend du rayon des étoiles, révélant le "flaring" du disque.
- Des évidences de fluctuations chimiques associées à la sismologie de la Voie Lactée ont été identifiées.
- De nombreuses étoiles candidates à l'appartenance à des systèmes accrés ont été paramétrées (Fig. 6.10)

Data product or source type	Number of sources	Comments
Total	1 811 709 771	
5-parameter astrometry	585 416 709	
6-parameter astrometry	882 328 109	
2-parameter astrometry	343 964 953	
Gaia-CRF3 sources	1 614 173	
ICRF3 sources used for frame orientation	2007	
Gaia-CRF3 sources used for frame spin	428 034	
G-band	1 806 254 432	
G _{BP} -band	1 542 033 472	
G _{RP} -band	1 554 997 939	
Photometric time series	11 754 237	
Gaia Andromeda Photometric Survey	1 257 319	Photometric time series for all sources in 5.5° radius field around M31
Radial velocity	33 812 183	$G_{RVS} < 14$, $3100 < T_{eff} < 14\,500$ K
G _{RVS} -band	32 232 187	
v_{broad}	3 524 677	Spectral line broadening parameter
Radial velocity time series	1 898	Sample of Cepheids and RR Lyrae
BP/RP mean spectra	219 197 643	$G < 17.65$ with small number of exceptions
RVS mean spectra	999 645	AFGK spectral types with SNR > 20, and sample of lower SNR spectra
Variable sources	10 509 536	See Table 2
Object DSC classification	1 590 760 469	
Self-organised map of poorly classified sources	1	30 × 30 map and prototype spectra
APs from mean BP/RP spectra	470 759 263	$G < 19$, see Table 2
APs from mean RVS spectra	5 591 594	
Chemical abundances from mean RVS spectra	2 513 593	Up to 12 elements
DIBs from mean RVS spectra	472 584	
Non-single stars	813 687	Astrometric, spectroscopic, eclipsing, orbits, trends, see Table 2
QSO candidates	6 649 162	High completeness, low purity
QSO redshifts	6 375 063	
QSO host galaxy detected	64 498	
QSO host galaxy profile	15 867	
Galaxy candidates	4 842 342	High completeness, low purity
Galaxy redshifts	1 367 153	
Galaxy profiles	914 837	
Solar System objects	158 152	Epoch astrometry and photometry
SSO reflectance spectra	60 518	
Total galactic extinction maps	5	HEALPix levels 6–9, and optimum HEALPix level
Science alerts	2612	Triggered in the period 25-07-2014 to 28-05-2017

FIGURE 1.15: Nombre de sources d'un certain type dans la Gaia DR3. Source : [Gaia Collaboration et al. \[2023\]](#)

1.6 Les objectifs de cette thèse

Des études approfondies de notre Galaxie ont révélé la présence de nombreuses sous-structures distinctes (en termes de dynamique, de cinématique et de chimie des étoiles qui

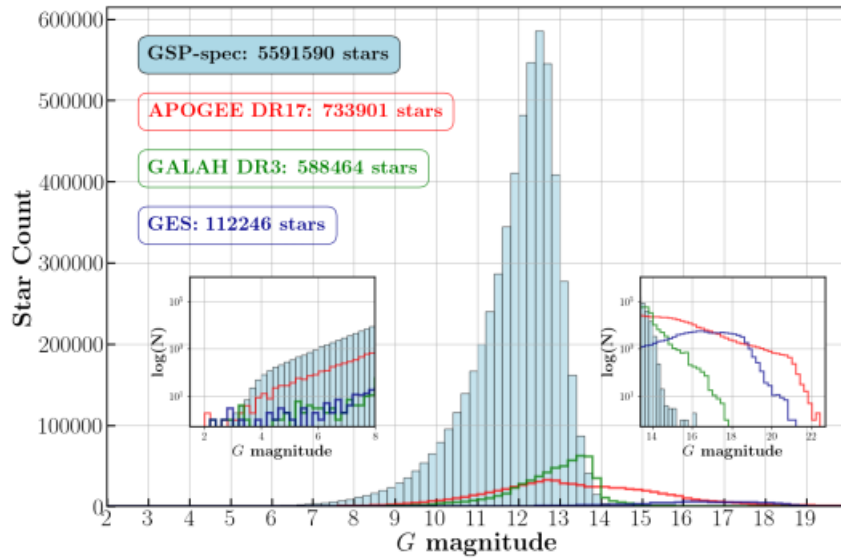


FIGURE 1.16: Distribution des magnitudes de toutes les étoiles paramétrées par le module *GSP-Spec*. L'équivalent pour APOGEE (rouge), GALAH (vert) et GES (bleu) est également montré. Source : [Gaia Collaboration et al. \[2023\]](#)

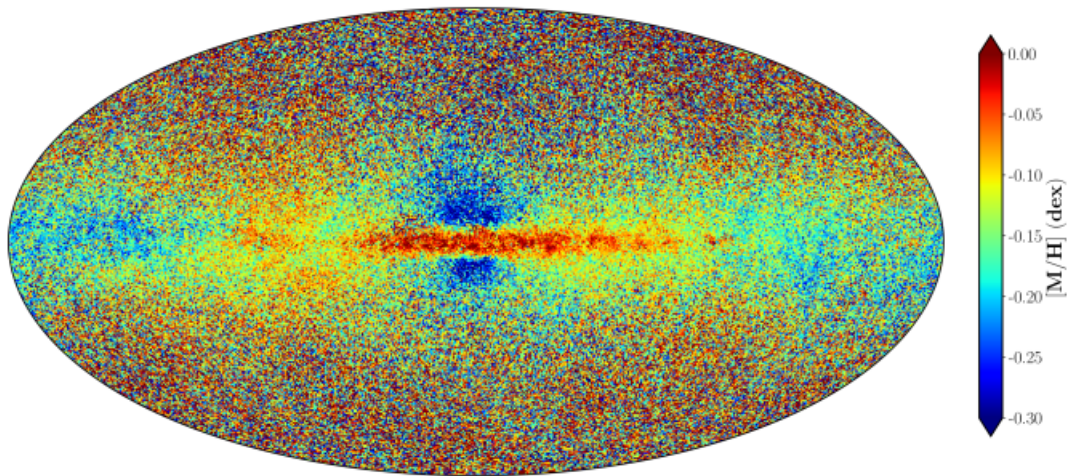


FIGURE 1.17: Carte de la Voie Lactée colorée avec la métallicité des étoiles. Source : [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#)

les composent) mais interconnectées. Notre Voie lactée est une Galaxie spirale barrée composée d'un bulbe avec une barre en son centre et d'un disque (séparée en deux composantes, l'une fine et l'autre épaisse), entourée d'un halo d'étoiles dont certaines appartiennent aux débris de systèmes systèmes accrésés tels que, entre autres, Helmi Stream ou Gaia Sausage Encelade [[Belokurov et al., 2018](#), [Helmi et al., 2018](#), [Helmi, 2020](#)].

Selon le scénario Λ CDM, les Galaxies seraient formées par une succession d'accrétion de Galaxies naines qui peuplent progressivement la composante principale. Cependant,

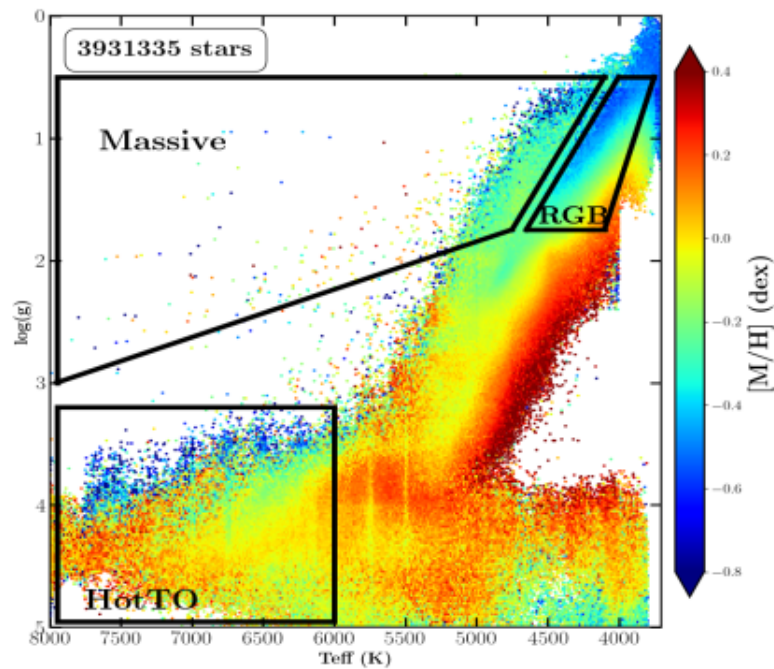


FIGURE 1.18: Diagramme de Kiel d'un échantillon des étoiles paramétrées par *GSP-Spec*. Source : [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#)

l'impact de ces accrétions est difficile à prédire en raison de la physique complexe des barryons. De plus, de nombreux mécanismes d'évolution se produisent au sein des Galaxies. Par exemple, l'orbite des étoiles évolue en raison des fluctuations du champ gravitationnel Galactique [[Sellwood and Binney, 2002](#)], ce qui rend difficile la prédiction de l'impact des différents mécanismes physiques impliqués.

Pour retracer la formation et l'évolution de notre Galaxie, l'étude de la dynamique, de la cinématique et de la chimie d'un très grand nombre d'étoiles statistiquement représentatif est d'une importance cruciale. Notre Galaxie peut alors servir de référence pour être comparée à des Galaxies extérieures. Parmi les différents outils pour étudier ces dernières, la spectroscopie nous offre la possibilité de relier les spectres d'absorption des étoiles aux vitesses radiales ainsi qu'aux paramètres chimico-physiques tels que la température effective, la gravité de surface et les abondances chimiques de surface. Ces dernières ont permis de mettre en évidence la nucléosynthèse qui se produit dans les intérieurs stellaires [[Burbidge et al., 1957](#)]. De plus, grâce à leur longue durée de vie (plusieurs Gyr), les étoiles de faible masse peuvent être utilisées comme fossiles pour l'archéologie Galactique. En effet, leur abondance de surface ne changeant pas au cours du temps (sauf pour les étoiles les plus avancées dans la phase RGB/AGB), l'étude chimique des étoiles reflète la composition du gaz dans lequel elles se sont formées, enrichi par la matière synthétisée et disséminée dans le milieu interstellaire par les générations précédentes d'étoiles.

Cependant, tous les éléments chimiques ne sont pas produits par les mêmes sources et les mêmes canaux de nucléosynthèse. Certains atomes plus légers que le fer sont formés par fusion nucléaire (capture de protons) dans les supernovæ de type II (SNII, principaux

producteurs d'éléments α tels que Ca, Mg et S) et les supernovæ de type Ia (responsables de la création d'éléments à pointe de fer tels que Fe, Cr et Ni) à des échelles de temps différentes. D'autre part, les différents isotopes d'atomes plus lourds que le fer sont formés par des captures de neutrons qui pourraient se produire à certains stades de l'évolution des étoiles massives ou de masse faible ou intermédiaire. Néanmoins, la densité de neutrons joue un rôle crucial dans la formation ou non de certains éléments. Des événements plus énergétiques tels que les fusions d'étoiles à neutrons ou les systèmes binaires étoile à neutrons-trou noir [Freiburghaus et al., 1999, Surman et al., 2008] ou les SNII [Woosley et al., 1994, Nishimura et al., 2006] sont considérés comme les principales sources responsables de la formation des éléments du processus r (tels que Eu et Gd).

Les étoiles massives et surtout les AGB sont les principales sources de formation des éléments créés par capture de neutrons lents dans les couches internes de l'étoile. Ces éléments s sont localisés autour de trois pics : Zr, Ce-Nd et Pb. L'étude de ces éléments permet de mettre en lumière les voies de nucléosynthèse ayant enrichi le milieu interstellaire et de contraindre la nucléosynthèse au sein des AGBs.

D'autre part, l'archéologie Galactique repose sur l'étude d'un grand nombre d'étoiles afin de caractériser statistiquement les différentes composantes de la Galaxie. C'est dans ce contexte que, parmi de nombreux autres objectifs scientifiques, la mission Gaia permet de suivre le mouvement des étoiles dans le ciel [Gaia Collaboration et al., 2023], complétée par des données spectroscopiques collectées par le Gaia/RVS et également par de grandes études spectroscopiques au sol (APOGEE, GALAH, Gaia-ESO, 4MOST, MOONS et WEAVE). Un effort considérable est également fait pour paramétrer les spectres stellaires archivés par l'ESO, ce qui permet d'estimer les abondances chimiques de plusieurs espèces telles que le soufre, l'euporium et le plomb dans le cadre du projet AMBRE. Cependant, la dernière version des données Gaia contient pour la première fois des données spectroscopiques provenant de l'ensemble du ciel (grâce au RVS) permettant la paramétrisation d'un nombre sans précédent d'étoiles [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al., 2022].

Parmi les 5.6 millions d'étoiles ayant des paramètres atmosphériques spectroscopiques publiés dans le troisième relevé Gaia, la plupart sont complétés par jusqu'à 13 abondances chimiques individuelles, parmi lesquelles se trouvent des abondances d'éléments s (Ce et Nd).

Ces abondances chimiques sont déterminées par la comparaison entre les spectres observés et les spectres synthétiques par le module *GSP-Spec*. Cette analyse nécessite une liste précise des transitions atomiques (et moléculaires) pour le calcul de spectres synthétiques réalistes. Cette liste de raies est présentée dans le Chap. 4.

Grâce aux abondances publiées par *GSP-Spec*, nous avons étudié le contenu en cérium du disque de la Voie Lactée dans le Chap. 6 puis nous avons ensuite étudié les abondances de Ce et Nd dans les AGBs de *GSP-Spec* (Chap. 7).

Pour compléter ces études sur le deuxième pic des éléments du processus s , nous avons aussi analysé le contenu en Pb (troisième pic des éléments s) de la Voie Lactée avec des spectres au sol dans le cadre du projet AMBRE (Chap. 8).

En résumé, grâce à la mission Gaia et un grand échantillon d'abondances d'éléments du

processus s , nous avons pu étudier leur contenu dans la Voie Lactée et dans les étoiles AGB.

Avant de présenter tous ces résultats, nous allons décrire l'évolution et la nucléosynthèse stellaires (Chap. 2) et la paramétrisation des étoiles grâce à la spectroscopie (Chap. 3).

EVOLUTION ET NUCLÉOSYNTHÈSE STELLAIRES

2.1	D'où provient la lumière des étoiles?	35
2.2	Cycle de vie des étoiles	36
2.2.1	Naissance des étoiles	36
2.2.2	Evolution et structure stellaire	37
2.2.3	Étoiles de masse faible ($M \lesssim 2.2 M_{\odot}$)	38
2.2.4	Étoiles de masse intermédiaire ($2.2 \lesssim M \lesssim 8M_{\odot}$)	44
2.2.5	Étoiles massives ($M \gtrsim 8M_{\odot}$)	47
2.3	Etoiles de la Branche Asymptotique des Géantes	51
2.4	Nucléosynthèse des éléments plus légers que le fer	52
2.4.1	Abondances des éléments les plus légers	56
2.4.2	Processus α	56
2.4.3	Processus e	57
2.5	Au-delà du pic de fer	59
2.5.1	Processus s	60
2.5.2	Processus r	66
2.5.3	Processus p	67
2.5.4	Processus ν	69
2.5.5	Processus i	69
2.6	Synthèse	70

Dès la Grèce antique, la question de la nature de la matière se posait. Au début du V^e siècle avant J.-C., Démocrite (460 - 370 av J.-C.) proposa l'idée que la matière était composée d'infimes particules indivisibles : ainsi naît le terme atome, du grec *atomos*.

On sait depuis les travaux de Joseph John Thomson (1856 - 1940) en 1897 que l'atome

n'est pas si indivisible que ne le pensait Démocrite. Thomson proposa que ces atomes étaient des nuages avec des charges positives et des charges négatives (les électrons), ce qui lui valut le prix Nobel de Physique en 1906.

Basé sur ces travaux, le physicien et chimiste néo-zélandais Ernest Rutherford (1871 - 1937, prix Nobel 1908) proposa un modèle planétaire de l'atome en 1911, avec des électrons de charge négative orbitant autour d'un noyau chargé positivement. Cependant, ce modèle n'est pas compatible avec les travaux de James Clerk Maxwell (1831 - 1879) qui prouva au siècle précédent qu'une charge électrique soumise à une accélération perd de l'énergie sous forme de radiation.

En se basant sur les travaux de quantification d'énergie de Max Plank (1858 - 1947) à la toute fin du XIX^e siècle, le physicien (et joueur de foot de l'équipe nationale danoise) Niels Bohr (1885 - 1962, prix Nobel 1922) proposa en 1913 un modèle de l'atome constitué d'un noyau et d'électrons ayant des niveaux d'énergie bien définis (contrairement à la mécanique classique) et répartis par couches : les électrons les moins énergétiques occupent les couches les plus basses. Ils peuvent passer d'une couche à l'autre en gagnant ou perdant une quantité précise d'énergie. Ce sont ces sauts d'énergie qui sont à l'origine des raies spectrales (cf. Sect. 3.1). De plus, Werner Heisenberg (1901 - 1976, prix Nobel 1932) proposa que les électrons sont dans des nuages et ont une probabilité de présence. Un autre considérable pas en avant dans la compréhension du monde atomique fut réalisé par James Chadwick (1891 - 1974, prix Nobel 1935) qui mit en lumière une particule prédite une décennie plus tôt par Ernest Rutherford (en remarquant que le numéro atomique ne correspondait qu'à environ la moitié du poids atomique). Cette nouvelle particule est le neutron, qui permet la cohésion du noyau.

Il est important de noter que de nos jours, la physique des particules est régie par le modèle standard. Les nucléons (les protons et les neutrons) sont eux-mêmes décomposés en particules élémentaires appelés quarks (parmi les 6 quarks, seuls deux composent les protons et neutrons : les saveurs *up* et *down*). Les quarks ne peuvent pas être séparés et on dit qu'ils sont confinés¹), tandis que les électrons sont indivisibles et appartiennent à la famille des leptons (au même titre que les muons et les tau, mais également les neutrinos qui existent sous 3 saveurs, chacun correspondant à un lepton). Le modèle standard est complété par 4 bosons de jauge (boson W, Z, gluon et photon) qui permettent aux particules d'interagir avec les 4 forces fondamentales. Enfin, il existe le boson de Higgs qui permet d'expliquer pourquoi la matière a une masse. L'existence de ce boson a été confirmée en 2013 au CERN. Chacune de ces particules (à l'exception du boson Z, boson de Higgs, photon et gluon) possèdent une anti-particule associée ayant les même propriétés mais inversées (comme leur charge par exemple).

D'autre part, la chimie moderne naquit au XVIII^e siècle, bien qu'Anaxagore (500 - 428 av J.-C.) eusse déjà proposé que rien ne naît ni ne périt, mais des choses déjà existantes se combinent puis se séparent de nouveau. Une formulation que reprit Antoine Lavoisier (1743 - 1794) avec sa fameuse phrase "Rien ne se perd, rien ne se crée, tout se transforme". John Dalton (1766 - 1844) proposa au début du XIX^e siècle que les éléments chimiques sont des atomes identiques et que ces derniers se combinent pour former des éléments chimiques

1. Oui, c'est un mot qui donne les frissons à plus d'un ...

plus complexes, tandis que Henry Cavendish (1730 - 1810) démontra en 1793 que l'eau était composée d'oxygène et "d'air inflammable".

Un siècle plus tard, l'idée que des éléments primordiaux puissent fusionner en d'autres plus lourds s'opposait à la théorie de l'atome primordial extrêmement lourd qui se décomposerait en éléments plus légers .

Pendant des siècles, plusieurs tentatives de transformer du plomb en or ont été infructueuses (du moins de ce que l'on sait ...). Et pourtant, les "alchimistes" sont encore de nos jours répandus partout autour de nous et portent un nom pourtant très connu :

Les étoiles

Nous, les humains, sommes directement concernés par ces poussières d'étoiles que l'on retrouve dans notre corps, avec par exemple, le calcium de nos os, le fluor de nos dents et bien évidemment l'oxygène que nous respirons et sans quoi je ne serai pas là à écrire cette thèse.

Dans ce chapitre, nous allons passer en revue le cycle de vie des étoiles (Sect. 2.2, qui est en lien direct avec "l'alchimie" ayant lieu en leur sein) en nous concentrant particulièrement sur les étoiles sur la branche asymptotique (Sect. 2.3) (ces étoiles sont importantes pour la production de certains éléments chimiques sur lesquels je me suis concentré durant cette thèse) après avoir passé en revue un bref historique de l'origine de la lumière des étoiles (Sect. 2.1). Enfin, les sections 2.4 et 2.5 se concentrent sur les divers processus de formation des éléments chimiques.

2.1 D'où provient la lumière des étoiles ?

Aux alentours de la moitié du XIX^e siècle, la découverte des lois fondamentales de la thermodynamique a changé notre perception du Soleil. Ce dernier était alors considéré comme une machine nécessitant une source d'énergie pour briller. Une fois cette source épuisée, le Soleil perdrait alors tout son éclat.

En pleine révolution industrielle, une analogie entre le charbon, qui était la source principale des trains de l'époque et le Soleil fut faite. Des estimations lui donnait une durée de vie d'environ 5000 ans. Une autre théorie proposée par Julius Robert Mayer (1814 - 1878) puis indépendamment par John James Waterston (1811 - 1883) voulait que la source d'énergie du Soleil soit une pluie de météorites tombant dans ce dernier. Cependant, l'augmentation de la masse du Soleil aurait dû causer une diminution visible (de l'ordre d'une demie-seconde) de la durée d'une année ce qui n'est pas observé. Puis, aux alentours de 1860, William Thomson (également connu sous le nom de Lord Kelvin, 1824 - 1907) et Hermann von Helmholtz (1821 - 1894) développèrent une théorie basée sur la contraction gravitationnelle du Soleil, lui conférant une durée de vie de 10 à 100 millions d'années. Cependant, toutes ces théories sont incompatibles avec les travaux contemporains de Charles Darwin sur l'évolution des espèces et les estimations géologiques un peu plus tardives (fin du XIX^e siècle) de l'âge de notre planète Terre, estimé à 4.54 milliards d'années.

C'est entre 1919 et 1921 que Henry Norris Russel (1877 - 1957), Jean Perrin (1870-1942, prix Nobel 1926), suivi de d'Arthur Eddington (1882 - 1944) eurent l'idée que des réaction nucléaires pourraient avoir lieu au cœur du Soleil. Cette idée semblait se confirmer avec la découverte de Francis William Aston (1877 - 1945, prix Nobel de chimie en 1922) que la masse de l'hélium (He, $Z^2 = 2$) est plus légère que la masse de 4 atomes d'hydrogène (H, $Z = 1$). Cependant, la fusion de deux protons (un proton étant le noyau de l'hydrogène) est problématique à cause de la répulsion coulombienne entre deux charges positives. Initialement considérée par [Atkinson and Houtermans \[1929\]](#) et [Atkinson \[1931\]](#), la solution fut apportée par le physicien George Gamow (1904 - 1968) qui expliqua que deux protons peuvent collisionner pour s'assembler : c'est ce qu'on appelle l'effet tunnel. Mais si deux protons peuvent fusionner, d'où proviennent les deux neutrons qui forment l'Hélium 4 ? Comment la fusion opère-elle ?

C'est 10 ans plus tard qu'Hans Bethe (1906 - 2005, prix Nobel 1967) [[Bethe and Critchfield, 1938](#), [Bethe, 1939](#)], Charles Critchfield (1910 - 1994) ainsi que Carl Friedrich Von Weizsäcker (1912 - 2007) aboutissent à la théorie de la chaîne proton-proton dans les étoiles peu massives et le cycle CNO dans étoiles plus massives. Ces réactions permettent d'expliquer comment l'hélium est synthétisé au cœur des étoiles et produisent leur lumière, puis grâce aux travaux de Ernst Opik (1893 - 1985), Edwin Salpeter (1924 - 2008) et Fred Hoyle, comment l'hélium est lui même consommé dans le cœur de certaines étoiles. Tout cela donna naissance à la compréhension de l'évolution de la vie d'une étoile en fonction de sa masse (cf. Sect. 2.2) et aux travaux de nucléosynthèse stellaire.

2. Numéro atomique. Indique le nombre de protons comme proposé par Henry Moseley (1887 - 1915) en 1913. A ne pas confondre avec Z qui désigne la métallicité globale que nous définirons ultérieurement et avec le boson Z

Par ailleurs, Fred Hoyle (1915 - 2001) suggéra que les autres éléments chimiques pouvaient aussi s'être formés dans les étoiles [Hoyle, 1946]. De part son temps de vie assez court (l'isotope le plus stable c'est à dire le numéro 98 possède un temps de demie-vie d'environ 4 millions d'années seulement [Cameron, 1955]), la formidable détection de raies de Technétium³ ($Z = 43$) par Paul Merrill (1887 - 1961) [Merrill, 1952] conforte l'idée de la nucléosynthèse stellaire.

La nucléosynthèse stellaire est également confirmée par la détection de neutrinos dans le Soleil par Raymond Davies (1914 - 2006) et son équipe. Ses travaux sur les neutrinos lui valurent le prix Nobel en 2002, prouvant la présence de réactions nucléaires dans le Soleil. De plus, en 1957, les papiers fondateurs de Cameron [1957] et Burbidge et al. [1957] donnèrent la première vue d'ensemble de la formation de presque tous les éléments chimiques. Les différents processus responsables des éléments qu'on connaît sont décrits dans les Sections 2.4 et 2.5. Une nouvelle preuve de la nucléosynthèse stellaire a récemment été découverte en observant la collision d'étoiles à neutrons (GRB130603B) [Piran et al., 2014].

2.2 Cycle de vie des étoiles

2.2.1 Naissance des étoiles

Les étoiles naissent dans de gigantesques nuages de gaz qui s'effondrent gravitationnellement sur eux-mêmes à condition que l'énergie gravitationnelle (provoquée par la contraction du centre du nuage) domine l'énergie cinétique des particules qui composent le nuage. L'effondrement est provoqué par une perturbation externe (comme l'explosion d'une supernova produisant une onde de choc). Le gaz du nuage tombe vers le centre. De part la densité faible du nuage, les atomes et les molécules sont en chute libre, augmentant leur vitesse et donc leur énergie cinétique. Cependant, cette densité faible fait que le nuage dissipe l'énergie potentielle qui est transformée en énergie rayonnante, émise par les molécules du gaz. Les photons émis ne sont pas absorbés localement. La contraction du nuage est donc isotherme. Quand la densité augmente, les atomes se heurtent et se transfèrent de l'énergie. La température du gaz augmente et le nuage se met à rayonner du fait de la loi de Planck (Sect. 3.1.1). Plus ces collisions deviennent fréquentes, plus la chute des atomes est ralentie, ce qui produit une augmentation de la pression, ralentissant encore d'avantage la contraction du nuage.

Pour un nuage de gaz sphérique de masse M formé de particules de masse m et de température T avec une densité uniforme ρ , la masse critique au-delà de laquelle le nuage peut s'effondrer vaut : $M_J/M_\odot^4 = 3 \cdot 10^4 \sqrt{\frac{T^3}{\rho}}$. C'est ce qu'on appelle la masse de Jeans. Pour des conditions standard du milieu interstellaire, la masse de Jeans vaut approximativement $50 \cdot 10^4 M_\odot$, tandis que pour des nuages moléculaires, cette masse vaut environ 30 fois la

3. D'abord appelé polonium, pélopium, eka-manganèse, nipponium ou encore davyum, l'élément numéro 43 de la table de Mendeleïev est le premier élément chimique artificiellement synthétisé dans les laboratoires en 1937 par Emilio Segre (1905-1989, prix Nobel 1959) et Carlo Perrier (1886-1948) à l'époque où le Tc aurait également pu s'appeler Masurium.

4. M_\odot étant la masse du Soleil

masse de notre Soleil. A partir de ce nuage de gaz, de nombreuses étoiles vont se former. Cependant, cette estimation de la masse limite est assez simpliste puisqu'elle ne prend pas en compte de nombreux effets comme la rotation du nuage ou la présence de champs magnétiques.

L'histoire d'une proto-étoile, résulte ainsi de la fragmentation du nuage primordial. L'opacité au centre de l'étoile augmente en même temps que la masse volumique, la température et la pression, ce qui a pour effet de bloquer la chute libre du gaz. Les atomes qui constituent les molécules se dissocient et absorbent de l'énergie. La température et la pression n'augmentent plus, la contraction reprend. Ces cycles ont lieu par paliers : tout cela se termine lorsque la molécule H_2 se dissocie puis reprend et se stoppe de nouveau lorsque l'hydrogène est ionisé. Puis la température du cœur permet l'ionisation de l'hélium. Puis, vient le calme, l'équilibre hydrostatique est atteint. Le cœur continue doucement de se contracter (et l'étoile accrète le gaz qui tombe vers le centre) jusqu'à ce qu'il atteigne les 4 millions de degré et que la fusion débute, pour les objets de masse supérieure à $0.08 M_{\odot}$. Les étoiles moins massives continuent de se contracter car aucune source d'énergie ne s'y oppose. Leur cœur n'est pas assez chaud pour démarrer une fusion nucléaire, jusqu'à ce que le cœur deviennent suffisamment dense pour être dégénéré. La contraction est stoppée par la pression quantique (pression de Fermi). Ces étoiles inachevées, qui n'atteindront jamais la fusion sont joliment appelées naines brunes.

2.2.2 Evolution et structure stellaire

Afin de décrire l'évolution d'une étoile au cours de sa vie, nous allons nous baser sur le diagramme de Hertzsprung-Russel (diagramme HR, Fig. 2.1) qui tire son nom de l'astronome danois Ejnar Hertzsprung (1873 - 1967) et l'américain Henry Norris Russell (1877 - 1957) qui voulaient classer les étoiles au début du XX^e siècle. L'abscisse de ce diagramme est le type spectral (OBAFGKM⁵) tandis que l'ordonnée est la magnitude absolue (les étoiles les plus lumineuses sont en haut). D'autres versions du diagramme HR comme le diagramme de Kiel représentent la température (les étoiles les plus chaudes sont à gauche tandis que les plus froides sont à droite) ou encore l'indice de couleur (défini comme étant la différence de magnitude apparente entre deux bandes spectrales différentes) en fonction de la gravité de surface.

Comme nous le voyons sur la figure 2.1, la masse des étoiles joue un rôle essentiel dans leur évolution. Néanmoins, toutes les étoiles passent par une phase qui a la durée la plus longue : la séquence principale. Elles y sont à l'équilibre hydrostatique et thermique entre la gravité et la pression de radiation. La structure interne de l'étoile peut être décrite par les 4 équations suivantes :

Pour une étoile isolée (sans compagnon) et en assumant une symétrie sphérique, l'équilibre hydrostatique donne une relation entre la pression du gaz $P(r)$ et la masse $M(r)$ à un

5. C'est ce qu'on appelle la classification de Harvard. Un des moyens mnémotechniques pour la retenir c'est "Oh Be A Fine Girl Kiss Me". Au cours du temps, de nouveaux types spectraux ont été ajoutés : W (étoiles de Wolf-Rayet), L et T (étoiles très froides), R, N, C, S (étoiles avec une atmosphère carbonée)

rayon r et la densité ρ et s'écrit :

$$\frac{dP(r)}{dr} = -\frac{\rho(r)GM(r)}{r^2} \quad (2.1)$$

où G est la constante gravitationnelle ($6.67 \cdot 10^{-11} \text{m}^3 \text{kg}^{-1} \text{s}^{-2}$).

De plus, la conservation de la masse s'écrit pour une masse $dM(r)$ dans une coquille sphérique de rayon r :

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \quad (2.2)$$

La troisième équation essentielle pour décrire la structure d'une étoile est donnée par la conservation de l'énergie qui relie la production d'énergie nucléaire par unité de masse $\epsilon(r)$, la densité ρ et la luminosité locale $L(r)$ dans un rayon r :

$$\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \epsilon(r) \quad (2.3)$$

Enfin, l'équation du transport d'énergie donne la relation entre le flux d'énergie et le gradient local de températures, avec $T(r)$ la température, σ la constante de Stefan-Boltzmann ($5.670 \cdot 10^{-8} \text{W} \cdot \text{m}^{-2} \cdot \text{K}^{-4}$) et k_r l'opacité de Rosseland :

$$\frac{dT(r)}{dr} = \frac{-3k_r(r)\rho(r)}{64\pi r^2 \sigma T^3(r)} L(r) \quad (2.4)$$

Les étoiles sont également soumises à des mouvement de convection. Cette dernière se produit lorsque le gradient de température dépasse une valeur critique. C'est ce qu'on appelle le critère de Schwarzschild :

$$\frac{d(\ln T)}{d(\ln P)} = \frac{PdT}{TdP} = \frac{3k_r P}{64\pi r^2 g \sigma T^4(r)} L(r) > \frac{\gamma - 1}{\gamma} \quad (2.5)$$

avec $\gamma = \frac{c_P}{c_V}$ où c_P est la chaleur spécifique (l'énergie en J pour faire monter 1kg de matière de 1K) à pression constante et c_V la chaleur spécifique à volume constant.

Par la suite, nous adopterons la séparation entre les étoiles de masse faible et de masse intermédiaire aux alentours de $2.2 M_\odot$ [Karakas and Lattanzio, 2014a]. Cette valeur dépend de la composition chimique initiale de l'étoile. Les étoiles massives seront celles ayant une masse supérieure à 8 fois celle du Soleil. Nous nous baserons également sur la Fig. 2.2 tirée de Karakas and Lattanzio [2014a], qui résume schématiquement les différentes phases de vie des étoiles en fonction de leur masse initiale.

2.2.3 Étoiles de masse faible ($M \lesssim 2.2 M_\odot$)

La figure 2.3 montre le trajet évolutif d'une étoile de masse Solaire. Cette étoile traverse différentes phases (séquence principale, sous-géante, géante rouge, branche horizontale, branche asymptotique des géantes, nébuleuse planétaire puis naine blanche) que nous allons détailler dans cette section.

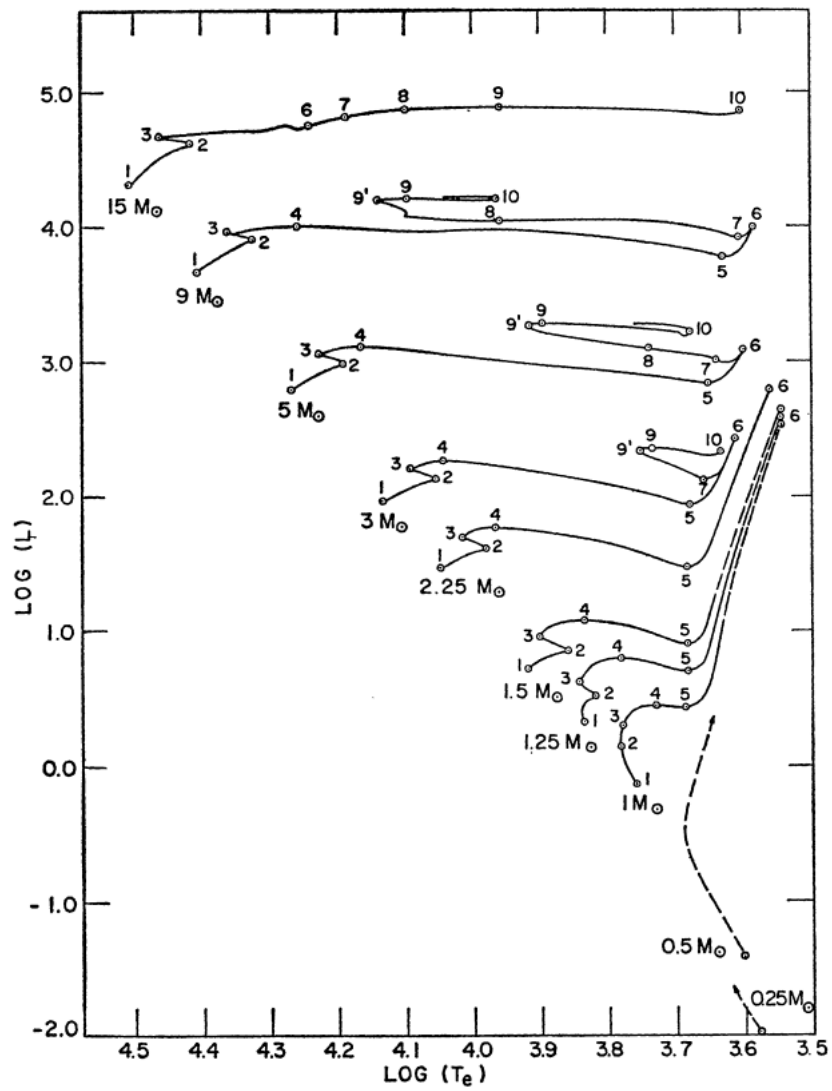


FIGURE 2.1: Diagramme HR montrant l'évolution des étoiles en fonction de leur masse initiale. Source : [Iben, 1967].

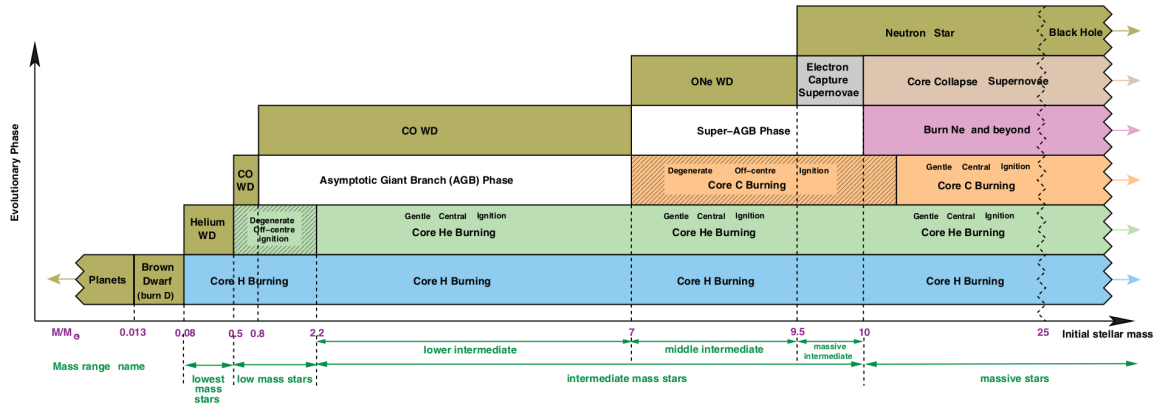


FIGURE 2.2: Résumé des principales étapes de l'évolution des étoiles en fonction de leur masse initiale pour une étoile de métallicité Solaire. Source : [Karakas and Lattanzio, 2014a]

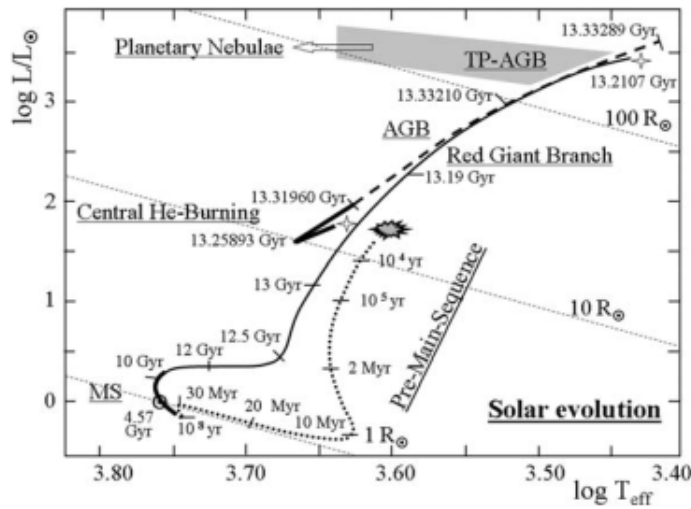


FIGURE 2.3: Trajet d'évolution d'une étoile de $1 M_{\odot}$ et de métallicité Solaire. A noter que la "Central He-Burning" correspond à la Branche Horizontale. Source : Maeder [2009]

Séquence principale

Une fois l'étoile née, elle se trouve sur le diagramme HR au niveau de la ZAMS (Zero-Age Main Sequence) et commence la combustion de l'hydrogène dans son cœur. Au fur et à mesure que l'hydrogène fusionne en hélium, la structure interne de l'étoile s'ajuste et elle quitte progressivement la ZAMS pour grimper sur la séquence principale : le cœur se contracte légèrement à cause de la masse qui l'entoure, ce qui augmente localement la densité et la température.

Les étoiles passent la plupart de leur temps dans ce qu'on appelle la séquence principale. Les étoiles de masses Solaires vont passer environ 10 milliards d'années dans cette phase pendant laquelle leurs rayons et leurs luminosités restent globalement constants, bien que la lente contraction du cœur provoque une légère augmentation du rayon et de la température de surface. A noter que les étoiles de masses faibles sont composées d'un cœur radiatif et d'une enveloppe convective.

La luminosité d'une étoile sur cette séquence principale provient principalement de la combustion de l'hydrogène en hélium via la chaîne proton-proton (dans le cœur de l'étoile). Le cycle pp est un ensemble de réactions illustrées dans la figure 2.4.

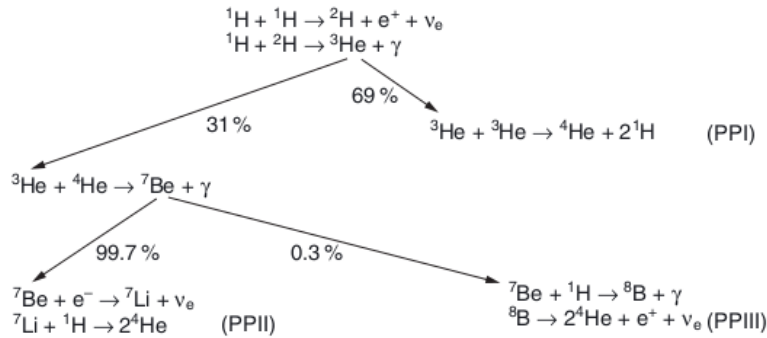


FIGURE 2.4: Chaîne pp de combustion de l'hydrogène. e^- désigne l'électron, ν_e le neutrino électronique et γ le photon. Source : LeBlanc [2010]

L'énergie de la réaction E provient de la différence entre la masse initiale (m_i) et la masse finale (m_f) à la fin de la réaction qui peut s'écrire grâce à la fameuse équation d'Einstein. En résumant la chaîne pp comme :



on peut alors écrire :

$$E = (m_i - m_f)c^2 = (4m_H - m_{He} - 2m_e)c^2 = 26.732 \text{ Mev} \quad (2.7)$$

tout en prenant en compte l'éventuelle interaction entre les deux positrons avec des électrons libres dans le plasma stellaire.

Phase géante rouge

Une fois l'hydrogène au centre de l'étoile converti en hélium, le manque de génération d'énergie conduit le cœur à se contracter, devenant plus dense et plus chaud. La couche autour du cœur se réchauffe à son tour et brûle l'hydrogène en hélium pour produire de l'énergie, tandis que le cœur de He reste inerte. Ceci a pour conséquence d'augmenter le rayon de l'étoile (pour atteindre un nouvel équilibre) qui devient alors une géante rouge (RGB pour Red Giant Branch). L'étoile est alors plus lumineuse mais avec une température effective plus faible (ce qui se traduit sur le diagramme HR par un virage à droite).

De plus, l'enveloppe convective s'enfonce dans l'étoile ce qui a pour conséquence de mélanger l'enveloppe avec le matériel formé au sein de l'étoile (lors de la combustion de l'hydrogène). C'est ce qu'on appelle la première phase de mélange ou premier Dredge-Up (on utilisera dans la suite l'acronyme FDU pour First Dredge-Up). La surface de l'étoile est alors enrichie en ^4He mais aussi en ^{13}C . Le rapport $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (qui vaut 89 dans le Soleil) varie entre 18 et 28 pour les RGB (en fonction de leur masse) après le FDU [Karakas and Lattanzio, 2014a, Charbonnel, 1994]. Le rapport $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ diminue tandis que les rapports $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ et $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ augmentent. Les effets du FDU sur les autres éléments (sauf le lithium) ne sont pas significatif.

Les rapports C/N (cf. Chap. 7) peuvent être utilisés comme indicateurs de l'évolution stellaire [Mishenina et al., 2006]. Le rapport isotopique du carbone est aussi un indicateur de l'évolution stellaire des étoiles de masses faibles et intermédiaires et est dérivé dans de nombreuses études [Gratton et al., 2000, Mikolaitis et al., 2010]. Les modèles et les observations semblent en bon accord [El Eid, 1994] sauf pour les étoiles de faible métallicité du champ ou appartenant à des amas globulaires [Pilachowski et al., 1996, Charbonnel, 1995, Chanamé et al., 2005]. En effet, les rapports observés de $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ sont plus bas que les rapports théoriques laissant penser qu'une source de mélange supplémentaire a lieu dans les étoiles. Ceci est confirmé par les abondances de lithium (Li, $Z = 3$) [Pilachowski et al., 1993, Lind et al., 2009] et du ^3He [Lagarde et al., 2011]. Plusieurs phénomènes de mélanges additionnels (extra mixing) ont été proposés comme la rotation de l'étoile [Maeder and Meynet, 2010], certain travaux incluant l'effet des champs magnétiques (responsables de la perte de moment angulaire des étoiles) [Gallet and Bouvier, 2013, Mathis et al., 2013] ou le "thermohaline mixing" qui relie la diffusion thermique et le mélange chimique de deux couches [Eggleton et al., 2006, 2008]. Enfin, la faible barrière entropique entre les couches riches en H et He engendre la pénétration d'hydrogène dans la zone convective brûlant de l'Hélium durant le flash d'Hélium. Ce phénomène est connu sous le nom de PIE (pour Proton Ingestion Event) ou "dual-shell flash". [Dantona, 1982, Fujimoto et al., 1990, Campbell and Lattanzio, 2008]

Par ailleurs, au cours de son évolution sur la RGB, l'étoile perd ses couches les plus externes sous la forme de vents stellaires puisque la majorité de la masse de l'étoile est concentrée dans le cœur, soit une toute petite partie du rayon de l'étoile. La quantité exacte de masse perdue au cours de la phase géante rouge n'est pas connue mais il existe plusieurs études décrivant ces vents stellaires [Reimers, 1975, Catelan, 2000, Schröder and Cuntz, 2005, 2007]. Ce paramètre est essentiel pour les modèles d'évolution stellaire.

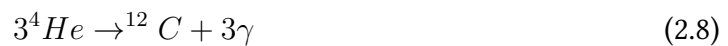
Enfin, le cœur de He continue sa lente contraction et sa température augmente. La phase

RGB se termine lorsque la température nécessaire pour la combustion du He (environ 100 million de K) est atteinte, l'étoile va ensuite entrer dans la branche horizontale.

He-flash et Branche Horizontale

Une fois la température nécessaire pour la combustion du He est atteinte, les étoiles de masse faible vont allumer ces réactions de manière explosive. La température du cœur augmente mais pas la pression (car il est dégénéré mais non relativiste), augmentant également le taux de fusion de l'hélium et donc l'énergie. Cette dernière est brutalement relâchée et produit une onde de choc sur les couches entourant le noyau entraînant la fin de la dégénérescence du cœur et une brusque dilatation : c'est le flash d'hélium [Demarque and Mengel, 1971, Despain, 1981, Deupree, 1984]. Ce phénomène n'arrive qu'en deçà d'une certaine masse (estimée à $2.1 M_{\odot}$ selon les modèles présentés dans Karakas and Lattanzio [2014a]).

L'étoile se retrouve sur la branche horizontale où l'hélium se transforme en carbone via la réaction 3α (car 3 particules α c'est à dire des atomes de ${}^4\text{He}$ sont fusionnés) qui peut se résumer par :



Puisque la répulsion coulombienne est plus forte pour l'hélium que pour l'hydrogène, le cœur de l'étoile doit alors se contracter et être plus chaud pour que la réaction ait lieu. Par ailleurs, puisque la réaction 3α relâche moins d'énergie par unité de masse que la fusion de l'hydrogène (d'environ un facteur 10) et que la luminosité de l'étoile (devenue géante rouge) est supérieure à celle durant la séquence principale, la durée de vie de la phase géante rouge est plus courte que sur la phase séquence principale. Par exemple, une étoile de $2M_{\odot}$ brûlera pendant environ 100 million d'années l'hélium dans son centre.

Dernières phases de vie

Une fois l'hélium consommé, l'étoile monte sur la branche asymptotique des géantes (phase AGB), qui sera détaillée dans la Sect. 2.3 où nous décrivons notamment la nucléosynthèse des éléments formés via le processus s de capture de neutrons. Enfin, la vie de ces étoiles de masse faible se termine avec l'évaporation de ses couches les plus externes ne laissant plus que le cœur riche en carbone et oxygène (produits par la combustion de l'hélium). C'est ce qu'on appelle une naine blanche. Ce nom vient de leur forte température et du fait que ce soient des objets compacts, très denses (10^6 g/cm^3 soit 6 fois la densité moyenne du Soleil), dont le rayon est comparable à celui de la planète sur laquelle j'écris ce manuscrit. La pression interne de ces objets est due aux électrons dégénérés et ne dépend que de la densité (et non pas de la température). Les naines blanches tendent vers une masse limite dite masse de Chandrasekhar (cette dernière fut développée en 1930 par l'astrophysicien indien Subrahmanyan Chandrasekhar au cours d'un voyage en bateau entre l'Inde et l'Angleterre, à l'âge de 20 ans. L'ensemble de son apport en physique stellaire lui valut d'ailleurs le prix Nobel en 1983).

2.2.4 Étoiles de masse intermédiaire ($2.2 \lesssim M \lesssim 8M_{\odot}$)

La figure 2.5 montre le trajet évolutif d'une étoile de masse intermédiaire ($7M_{\odot}$), sur laquelle nous nous baserons pour la suite de cette sous-section.

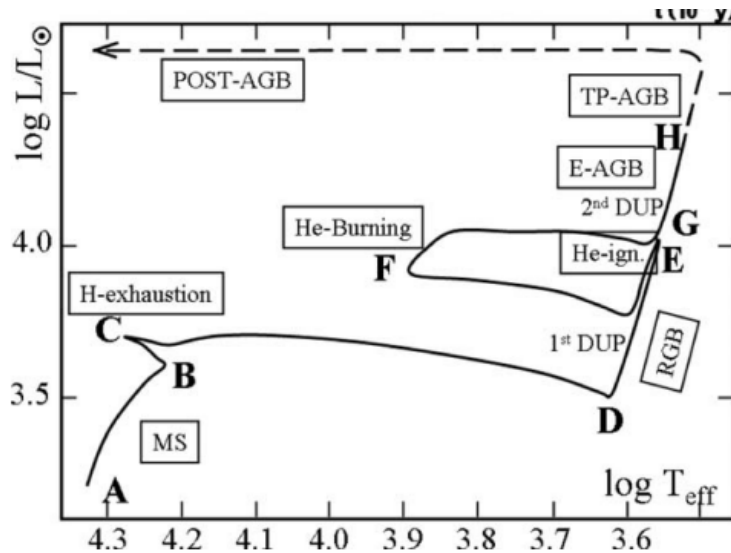
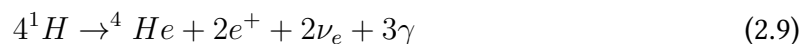


FIGURE 2.5: Trajet d'évolution d'une étoile de $7M_{\odot}$ et de métallicité Solaire. Les lettres sont décrites dans le texte. Source : [Maeder \[2009\]](#)

Séquence principale

L'évolution de ces étoiles de masse intermédiaire (masses comprises entre 2.2 et $8M_{\odot}$) est assez similaire à celle de leurs analogues plus légères, cependant quelques différences peuvent être soulignées.

Pendant la séquence principale (entre les points A et B dans la Fig. 2.5), l'hydrogène est converti en hélium dans le cœur de l'étoile via le cycle CNO (Fig. 2.6) où les différents isotopes de C, N et O sont des catalyseurs. Ce cycle peut simplement se résumer en écrivant :



La température nécessaire pour démarrer le cycle CNO est plus élevée que celle du cycle pp, car les protons doivent surmonter une plus grande barrière Coulombienne.

Il faut cependant noter que les cycles pp et CNO sont présents dans quasiment toutes les étoiles. Cependant, leur contribution à l'énergie varie fortement en fonction de la température (et donc de la masse stellaire), comme nous pouvons le voir dans la figure 2.7. De plus, dans les étoiles primordiales formées après le Big Bang (étoiles dites de Population III), le cycle CNO ne pouvait pas avoir lieu puisque ces étoiles étaient presque exclusivement composées d'hydrogène et d'hélium primordial (cf. Sect 2.4.1). L'énergie provenait alors uniquement du cycle pp.

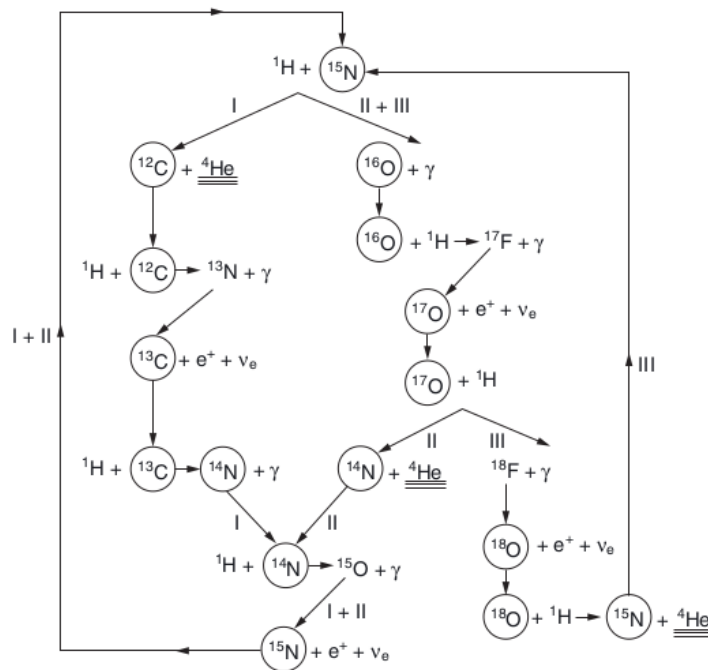


FIGURE 2.6: Cycle CNO (le cycle incluant le ^{19}F n'est pas indiqué). Source : LeBlanc [2010]

De plus, l'énergie générée par le cycle CNO varie comme T^{18} ce qui produit un fort gradient de température dans le centre de l'étoile conduisant à un transport d'énergie radiatif (dépassant ainsi le gradient qui serait causé par les mouvements adiabatiques de masse qui sont convectifs en appliquant le critère de Schwarzschild décrit dans l'équation 2.5). Les étoiles de masses intermédiaires sont constituées d'un cœur convectif et d'une enveloppe radiative.

Ces étoiles plus massives sont aussi plus brillantes. Comme nous pouvons le voir sur le diagramme HR (Fig. 2.1), une étoile de $5 M_{\odot}$ qui se trouve sur la séquence principale est plus brillante qu'une étoile de $2 M_{\odot}$ d'environ 2 ordres de magnitude. De plus, plus une étoile est massive et lumineuse, plus elle consomme vite son réservoir d'énergie nucléaire. Une étoile de $10 M_{\odot}$ ne vivra que 100 millions d'années sur la séquence principale contre 10 milliards d'années pour une étoile de masse Solaire.

Phase RGB et branche horizontale

Une fois l'hydrogène consommé (phase C sur Fig.2.5), les étoiles de masse intermédiaire grimpent sur le diagramme HR et atteignent la phase RGB, en ayant une évolution similaire aux étoiles de masses plus faibles bien que leur durée de vie sur la RGB soit plus courte. Brièvement, le cœur de He (isotherme et non dégénéré) se contracte, l'enveloppe s'étend. La luminosité de l'étoile provient de la couche de combustion de l'hydrogène, produisant de l'hélium et augmentant ainsi la masse du cœur progressivement. Ce dernier se contracte, laissant une instabilité dans l'étoile. Sa luminosité diminue tandis que son rayon augmente faisant baisser sa température de surface (point C à point D dans Fig.2.5) : c'est la phase

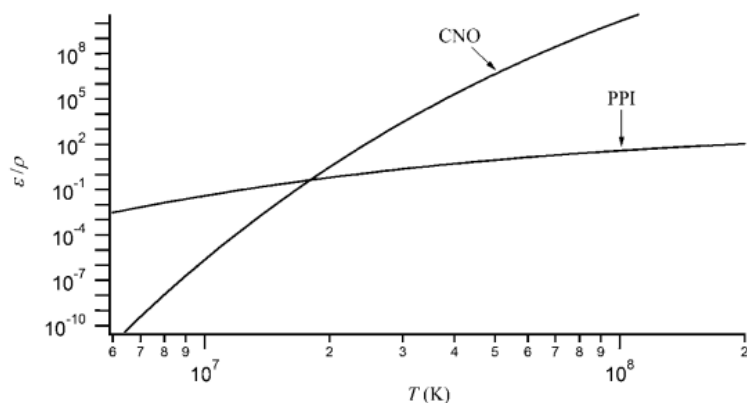


FIGURE 2.7: Effet de la température sur la production d'énergie de la chaîne pp et du cycle CNO. Source : LeBlanc [2010]

sous-géante. Ensuite, l'enveloppe pénètre les parties les plus internes de l'étoile conduisant à un FDU (entre les points D et E sur Fig.2.5).

Puisque le cœur n'est pas dégénéré, la combustion de l'hydrogène ne démarre pas de façon explosive contrairement aux étoiles de plus faible masse (point E). Ensuite, la contraction du cœur s'arrête, sa masse continuant à augmenter tout en faisant diminuer la luminosité de l'étoile. L'enveloppe se contracte, le rayon diminue par effet miroir, l'étoile vire à gauche sur le diagramme HR (points E à F). L'étoile atteint ensuite la phase de la branche horizontale, où le cœur brûle l'hélium (point F). De manière analogue à la combustion de l'hydrogène, la combustion de He fait progressivement contracter le cœur de l'étoile, ce qui augmente son rayon et sa luminosité.

Avant d'entrer dans la phase AGB, les étoiles dont la masse est supérieure à 4 fois celle du Soleil expérimentent un second épisode de mélange (point G) : le Second Dredge-Up (SDU). En effet, à cause d'une très grande quantité d'énergie émanant de la combustion de l'hélium, la base de l'enveloppe (riche en hydrogène) pénètre les couches plus internes créant un épisode de mélange supplémentaire. Cet événement n'a pas lieu dans les étoiles de masse plus faible car les différentes couches de l'étoile sont séparées par une barrière entropique.

Dernières phases de vie

Un peu comme les étoiles moins massives, les étoiles de masse intermédiaire passent par la phase AGB avant de laisser une naine blanche correspondant à leur cœur désormais inerte. Cependant, il y a des processus supplémentaires dans les AGB de masse intermédiaire (Sect. 2.3) comme le Hot Bottom Burning. De part leur enrichissement chimique au cours du SDU (produisant du He, ^{14}N et du ^{22}Ne), ces étoiles sont impliquées dans l'interprétation des populations multiples dans les amas globulaires [Norris, 2004, Piotto et al., 2005, 2012].

A noter également que les étoiles dont la masse est comprise entre 7 et 9.5 M_{\odot} ont une étape supplémentaire pendant laquelle elles brûlent en leur centre du Carbone avant de

connaître une fin similaire [Karakas and Lugaro, 2016].

2.2.5 Étoiles massives ($M \gtrsim 8M_{\odot}$)

Les étoiles massives ($M \gtrsim 7M_{\odot}$) [Meynet et al., 2017] vont avoir une évolution sur la séquence principale assez similaire que celle de leur analogues plus légères jusqu'à la phase AGB.

Comme nous pouvons le voir sur la Fig. 2.2, le destin des étoiles massives dépend encore une fois de leur masse. Contrairement aux étoiles de masses faibles et intermédiaire qui développent un cœur de C et de O avec une masse inférieure à la masse de Chandrasekhar, les étoiles massives ont un cœur suffisamment chaud ($T \sim 5 \cdot 10^8$ K) pour continuer la combustion du carbone dans le cœur. Les étoiles plus massives vont brûler successivement Ne, O, Si (2.2.5) jusqu'à atteindre un cœur de fer [Doherty et al., 2017, Gil-Pons et al., 2018, Leung and Nomoto, 2019] et finiront leur vie sous forme de supernovæ à effondrement de cœur (ccSN, Sect. 2.2.5). Comme nous le verrons plus tard, la synthétisation du fer est la limite de la fusion nucléaire, aucun isotope n'est plus stable que le ^{56}Fe . Ces étoiles deviendront ensuite à leur mort une étoile à neutron ou, pour les plus massives, un trou noir.

Bien que moins présentes dans l'univers (environ 0.3% des étoiles ont une masse supérieure à $8 M_{\odot}$), les étoiles massives sont cruciales dans l'évolution chimique de la Galaxie, car elles sont les principales sources des éléments α (Sect. 2.4.2) comme le magnésium (Mg, $Z = 12$) et le calcium (Ca, $Z = 20$) ou des éléments formés via le processus r (Sect. 2.5.2) comme l'euporium (Eu, $Z = 63$), le platine (Pt, $Z = 78$) ou l'or (Au, $Z = 79$). Ces éléments sont formés par les énergies gargantuesques au moment de l'effondrement du cœur. Les étoiles massives sont aussi responsables de la formation d'éléments via capture lente de neutrons au cours de leur vie (processus s , Sect. 2.5.1). Cependant, la production d'éléments chimiques dans les étoiles massives dépend de nombreux effets comme la convection, la rotation, les champs magnétiques ou encore les vents stellaires. [Meynet et al., 2017, Limongi and Chieffi, 2018].

Ce sont d'ailleurs ces vents stellaires qui sont responsables du fait que la combustion de C ne conduit pas toujours à la combustion successive de Ne, O et Si, mais plutôt à des naines blanches ONeMg. Ceci dépend également de la masse du cœur après la combustion du carbone.

Pour ces étoiles, les isotopes ^{20}Ne et ^{24}Mg produits par la combustion du carbone dans le cœur des étoiles massives (Sect. 2.2.5) sont soumis à des captures d'électrons, causant une diminution de la pression du gaz dégénéré d'électrons et conduisant à une contraction soudaine et formant directement un cœur de fer (sans passer par les combustions successives de Ne, O et Si). Tout cela peut conduire à la formation d'une supernovæ dite de captures d'électrons comme nous pouvons le voir sur la fig. 2.2 [Leung et al., 2020].

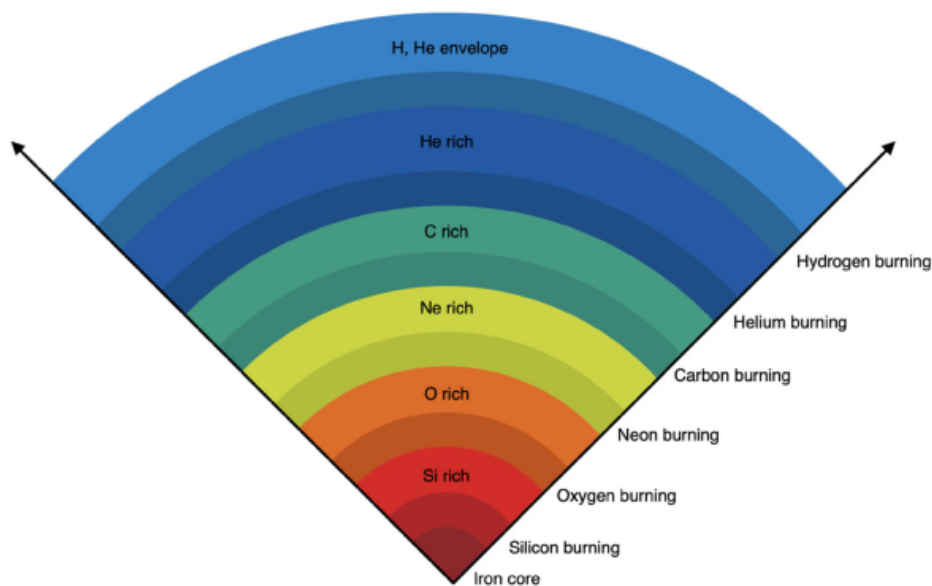


FIGURE 2.8: Structure schématique d'une étoile massive à la fin de sa vie. Source : [Arcones and Thielemann \[2023\]](#)

Combustion jusqu'au fer

Si le cœur de carbone et d'oxygène atteint une température allant de 5 à $8 \cdot 10^8$ K, la combustion du carbone débute et produit du ^{20}Ne via la réaction $^{12}\text{C}(^{12}\text{C}, \alpha)^{20}\text{Ne}$, ainsi que du ^{24}Mg . Les réactions de la combustion du carbone sont listées dans la Fig. A.1. Une fois le carbone épuisé dans le cœur, ce dernier se contracte et la combustion du carbone reprend dans une couche convective autour du cœur. Pour les étoiles les plus massives, le cœur de O et Ne atteint les $1.5 \cdot 10^9$ K conduisant au début de la combustion du néon (les réactions sont données dans la Tab. A.1), produisant de l'oxygène et du magnésium dans le cœur convectif. Un peu comme pour le carbone, une fois la combustion du Ne dans le cœur terminée, le cœur se contracte et la combustion du Ne reprend dans une couche autour du cœur. Une fois la température de $2 \cdot 10^9$ K atteinte, l'oxygène fusionne à son tour pour former du ^{28}Si et ^{32}S (Fig. A.2). La dernière étape est la combustion du Si (quand le cœur atteint $3 \cdot 10^9$ K), produisant ainsi les éléments du pic de fer (comme le Co, Ni, Fe, Sect. 2.4.3).

L'étoile possède alors une structure analogue à celle d'un oignon, comme nous pouvons le voir sur la Figure 2.8. Enfin, il est important de noter que l'évolution du cœur des étoiles massives est intimement lié aux neutrinos, qui deviennent la source principale de perte d'énergie à des températures dépassant 10 million de K. L'émission de neutrinos accélère donc l'évolution du cœur.

Dans la suite de cette section, nous allons nous concentrer sur les différents types de supernovæ ainsi que les étoiles à neutrons, qui résultent de la disparition des étoiles massives.

Supernovæ à effondrement de cœur

La mort des étoiles massives se produit de manière explosive, avec un phénomène très énergétique appelé supernova à effondrement de cœur (ccSN), également connu sous le nom de supernova de type II [Woosley et al., 2002]. Les explosions moins énergétiques (10^{51} erg) sont provoquées par les neutrinos qui transportent de l'énergie en provenance de la proto-étoile à neutrons formée par l'effondrement du cœur. Les événements plus énergétiques (appelés hypernovæ) peuvent être reliés à de forts champs magnétiques [Arcones and Thielemann, 2023]

Juste avant leur mort, les étoiles massives sont des "oignons" avec un cœur de fer, que l'on rappelle être l'élément le plus stable. Cependant, les captures d'électrons sur des atomes lourds X (produisant des neutrinos)



ainsi que des photodissociations



conduisent à un effondrement du cœur de l'étoile massive car ils demandent de l'énergie pour se produire. Le cœur est alors formé de protons, neutrons et d'électrons libres. L'effondrement du cœur conduit à la fusion des protons et des électrons donnant des neutrons et des neutrinos. Cette disparition des électrons diminue fortement la pression du milieu, accélérant encore plus l'effondrement du cœur. Les neutrinos restent coincés dans le cœur. L'effondrement stoppe quand la partie la plus interne du cœur atteint une densité limite et que la force nucléaire forte agit de manière répulsive. Les couches externes du cœur vont rebondir sur la partie interne extrêmement dense et crée une onde de choc. Quand cette dernière se propage dans les couches supérieures de l'étoile, la composition de la matière change car les couches sont chauffées, produisant certains isotopes comme le ${}^{26}Al$ mais également ${}^{56}Ni$, Si, Mg, O et Ne avec des combustions explosives de Si, O, Ne et C quand l'onde de choc atteint les couches intermédiaires de l'étoile. Une vue schématique réalisée par Janka et al. [2007] montrant les différentes étapes de l'effondrement d'une étoile massive est donné dans 2.9.

A noter que les supernovæ sont des événements extrêmement lumineux (de l'ordre de $10^{10} L_{\odot}$, soit aussi lumineuse qu'une Galaxie toute entière) mais également très rares de part le faible nombre d'étoiles massives (comme dit précédemment).

Supernovæ magnéto-rotationnelles

Les champs magnétiques et la rotation des étoiles massives jouent un rôle crucial sur leur destin, pouvant conduire à des magnétars (étoiles à neutron avec un fort champ magnétique) ou des collapsars (trou noir entouré d'un disque de matière).

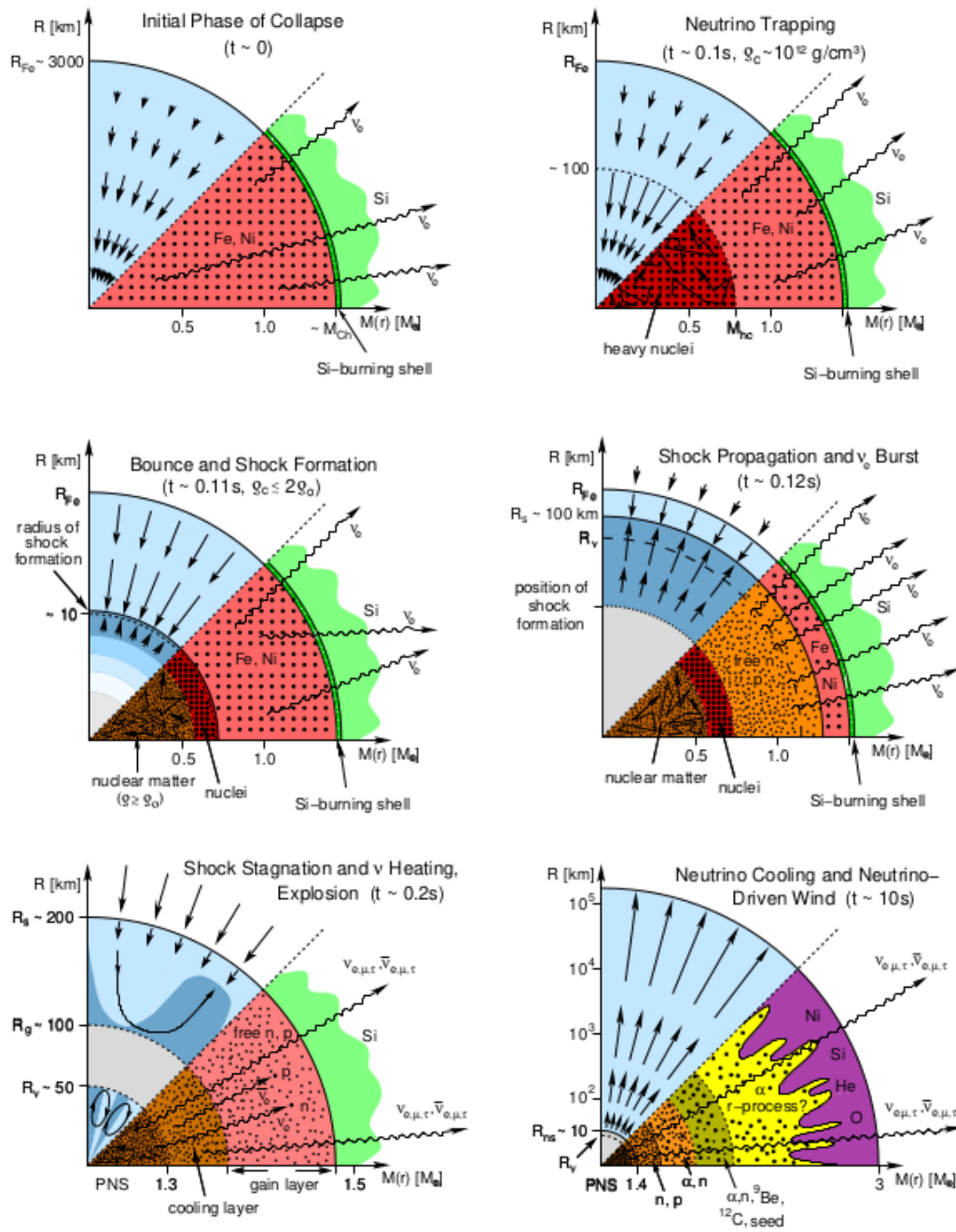


FIGURE 2.9: Vue schématique des différentes étapes d'une ccSN. M_{Ch} correspond à la masse de Chandrasekhar et M_{hc} à la masse de la partie intérieure du cœur. R_{Fe} , R_s , R_{ns} sont les rayons du cœur de fer, celui de l'onde de choc et de l'étoile à neutrons, respectivement. Source : Janka et al. [2007]

Bien que plus rares, un type particulier de supernovæ (les supernovæ magneto-rotationnelles, mrSN), complètent la nucléosynthèse produite pendant les ccSN et jouent un rôle essentiel dans l’enrichissement chimique de la Galaxie, notamment via la production d’éléments via le processus r (Sect. 2.5.2), surtout lors des premières époques de l’évolution de la Galaxie [Côté et al., 2019].

Proposé par [LeBlanc and Wilson, 1970], les mrSN se basent sur l’extraction d’énergie rotationnelle du cœur produits par les champs magnétiques. Au cours de l’effondrement, ces derniers vont propulser de la matière dans des jets le long des axes de rotation [Burrows et al., 2007, Takiwaki et al., 2009, Winteler et al., 2012, Mösta et al., 2014, Obergaulinger et al., 2014]. De plus, sous l’effet d’une redistribution du moment angulaire sous l’effet du champ magnétique, l’étoile à neutrons va être déformée éjectant de la matière riche en neutron conduisant au *weak* processus r (Sect. 2.5.2) [Reichert et al., 2023].

2.3 Etoiles de la Branche Asymptotique des Géantes

Les étoiles de la branche asymptotique des géantes (que l’on notera AGB pour Asymptotic Giant Branch) correspondent à une des dernières étapes de l’évolution des étoiles de masse faible et intermédiaire, avant de devenir des post-AGB puis des naines blanches.

Grâce à leur structure interne, leur évènement de mélange et leur forte perte de masse, ces étoiles contribuent fortement à l’enrichissement chimique des Galaxies [Ulrich, 1973]. Elles sont à l’origine de nombreux éléments comme le carbone et des éléments formés par le processus s de capture de neutrons (Sect. 2.5.1). Ce sont également les sources des éléments formés via le débattu processus i (i pour intermédiaire, qui correspond à des captures de neutrons avec des densités intermédiaires entre le processus s et r , Sect. 2.5.5).

Comme nous pouvons le voir sur la Figure 2.10, la structure interne des AGB est constituée d’un cœur de carbone et d’oxygène partiellement dégénéré (maintenu dans un état quasi-isotherme grâce à la conduction efficace de la chaleur causée par les électrons dégénérés), d’une fine couche qui brûle de l’hélium (He-shell) et d’une fine couche brûlant de l’hydrogène (H-shell). Entre ces couches, se situe une entre-couche constituée majoritairement d’hélium (que l’on notera He-intershell)⁶. Toutes ces couches sont entourées par une enveloppe riche en H et très tendues (plusieurs centaines de fois le rayon Solaire). Cette dernière est soumise à des pertes de masses allant de 10^{-8} à $10^{-4} M_{\odot}/\text{yr}$.

Alors que la He-burning shell est inactivée durant la majeure partie de la phase AGB, cette dernière grossit à cause de la combustion de l’hydrogène (dans la H-burning shell). Lorsque la He-burning shell s’active, des Pulses Thermiques (TP pour Thermal Pulses) ont lieu. La violente activation de l’allumage de la He-shell rend la He-intershell dynamiquement instable face à la convection (à cause de la grande quantité d’énergie provenant de la réaction 3α) et va causer son enrichissement chimique en carbone et éléments formés via le processus s (Sect. 2.5.1). Par conséquent, les couches les plus externes de l’enveloppe convective s’étendent et se refroidissent. Ensuite, la convection disparaît dans la He-

6. En se basant sur les modèles de Karakas et al. [2002], cette He-intershell est composée de 75% de He et 22% de C.

intershell. Quand la zone qui était jadis dédiée au cœur d'hydrogène (H-exhausted core) dépasse une certaine masse critique, la convection de l'enveloppe pénètre la He-intershell [Straniero et al., 2003], c'est ce qu'on appelle le troisième événement de mélange (*TDU* pour Third Dredge Up). Ce phénomène est à l'origine de l'enrichissement de la surface en éléments formés dans la He-intershell. Initialement riche en oxygène (comme la surface du Soleil), l'atmosphère se retrouve de plus en plus enrichie en carbone, ce qui peut faire évoluer l'étoile d'un type spectral M à MS puis S, SC et enfin C. Ces différents types spectraux sont notamment via le rapport entre le nombre d'atomes de carbone et d'oxygène, qui est croissant d'un type à l'autre. C'est ce rapport C/O qu'on utilisera plus tard dans la Section 7. Cette augmentation progressive des atomes de carbone dans l'atmosphère de l'étoile a pour conséquence d'augmenter l'opacité et cause d'importants changements dans la structure physique de l'AGB modifiant ainsi son rayon, sa luminosité et sa température de surface. Puisque cette dernière diminue mais surtout puisque le nombre d'atomes de carbone augmente considérablement, des molécules comme le CN, HCN et C₂ vont se former [Marigo, 2002, Cristallo et al., 2009].

Pour les AGB de masse intermédiaire, les très fortes températures atteintes en bas de l'enveloppe convective sont à l'origine d'un processus supplémentaire appelé le Hot Bottom Burning (HBB), formant des éléments par capture de proton [Scalo et al., 1975, Lattanzio, 1992]. Le HBB fut mis en évidence de part l'absence d'étoiles enrichies en carbone très lumineuses dans les nuages de Magellan [Wood et al., 1983]. En effet, le HBB inhibe la formation d'atmosphères riches en carbone en transformant le ¹²C en ¹⁴N via le cycle CNO.

Les étoiles beaucoup plus pauvres en métaux sont soumises à un événement supplémentaire. Du fait de la métallicité plus faible provoquant un gradient d'entropie réduit entre la H-shell et la He-shell, une ingestion de protons peut se produire (PIE pour Proton Ingestion Event) [Dantona, 1982, Fujimoto et al., 1990, Campbell and Lattanzio, 2008]. Ce dernier permet d'expliquer certaines abondances dans les étoiles riches en carbone mais pauvres en métaux (CEMP pour Carbon Enhanced Metal Poor) [Hollowell et al., 1990, Suda et al., 2004] et le processus *i* (Sect. 2.5.5). Les PIE correspondent à tout événement qui mélange des protons dans une région très chaude.

En résumé, la phase AGB est un cycle en 4 étapes : une première phase de TP (où l'hélium brûle dans la He-shell) produisant une convection dans la He-intershell) suivie d'une période pendant laquelle la He-shell va s'éteindre. L'énorme quantité d'énergie produite durant la phase précédente conduit à une augmentation du rayon de l'étoile. Ensuite une épisode de TDU va avoir lieu. Enfin, une période appelée interpulse produit la luminosité de l'étoile via la combustion de l'hydrogène dans la H-shell (avant le prochain TP) [Karakas and Lattanzio, 2014a]. Par conséquent, plus une étoile aura subi de TP (et de TDU), plus elle devrait être froide et son atmosphère sera enrichie en carbone et éléments formés via le processus *s*. Nous exploiterons cette propriété dans le Chapitre 7.

2.4 Nucléosynthèse des éléments plus légers que le fer

En examinant la distribution des abondances des différents éléments chimiques à la surface du Soleil (Sect. 3.6.1 pour une présentation détaillée de ces dernières) en fonction du

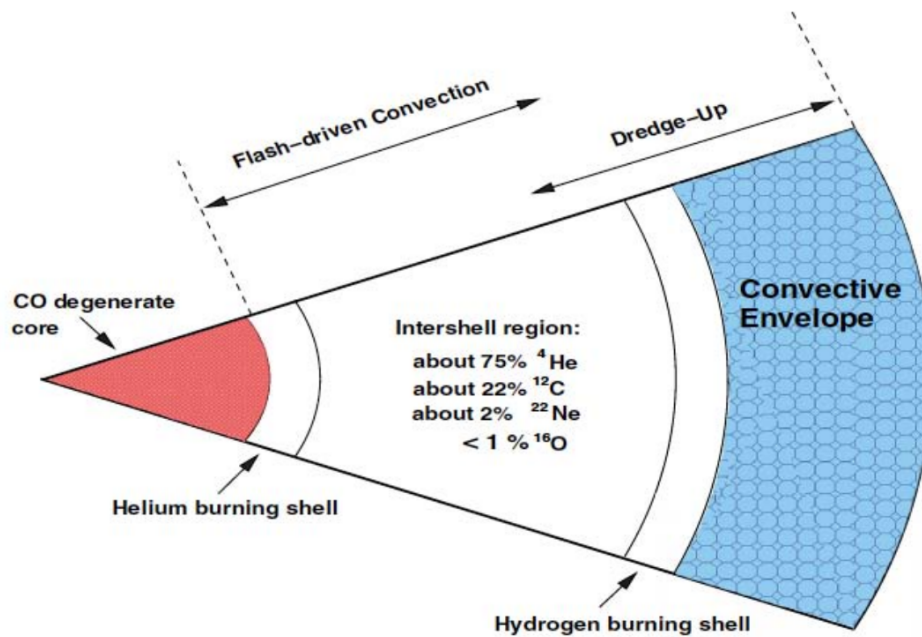


FIGURE 2.10: Structure interne d'une AGB. Source : [Karakas et al., 2002]

numéro de masse atomique comme sur la Fig. 2.11, nous remarquons des concentrations d'éléments. Ces pics illustrent les différents processus responsables de la création des éléments chimiques au sein des étoiles.

En ce concentrant sur un diagramme qui représente le nombre de protons en fonction du nombre de neutrons, nous remarquons que les éléments les plus stables (représentés en un bleu foncé) sont ceux avec le même nombre de protons et de neutrons (${}^4\text{He}$, ${}^{12}\text{C}$, ${}^{16}\text{O}$). Ceci est valable pour les éléments avec un faible nombre de protons. Quand le nombre de protons augmente, nous remarquons que les isotopes les plus stables sont ceux constitués de moins de protons que de neutrons. Ces derniers permettent une meilleure cohésion du noyau via l'interaction nucléaire forte (afin de compenser la répulsion coulombienne entre les protons).

Dans cette section, nous allons nous concentrer sur les éléments plus légers que le fer. Comme énoncé dans la Section 2.2.5, ces éléments (à l'exception des atomes les plus légers comme l'hydrogène et une partie de l'hélium, du lithium, du bore et du béryllium) sont formés par fusion nucléaire : deux atomes plus légers donnent naissance à un atome plus lourd en relâchant de l'énergie. En examinant l'énergie de liaison par nucléon en fonction du numéro de masse (Fig. 2.13), nous remarquons le maximum de cette courbe se situe au niveau du fer, l'élément le plus stable. Par conséquent, les réactions de fusion deviennent endotherme (demandant de l'énergie pour être créés) pour les atomes plus lourds que le fer, qui seront quand à eux majoritairement formés par capture de neutrons (Sect. 2.5).

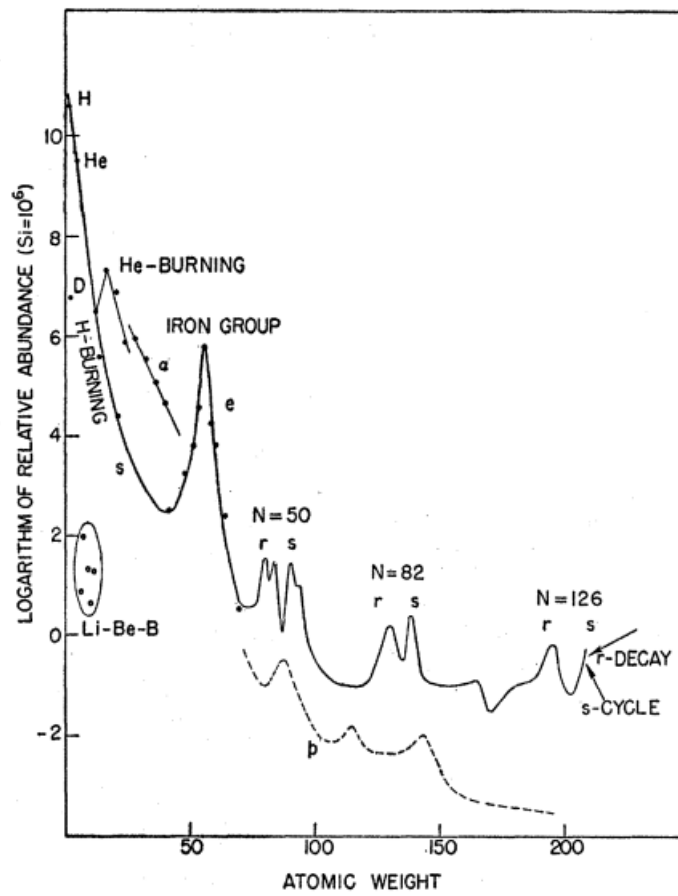


FIGURE 2.11: Abondances chimiques de surface du Soleil en fonction du numéro atomique (sur une échelle où l'abondance de l'Hydrogène vaut 12). Source : [Burbidge et al., 1957] en se basant sur les abondances Solaires de [Suess and Urey, 1956].

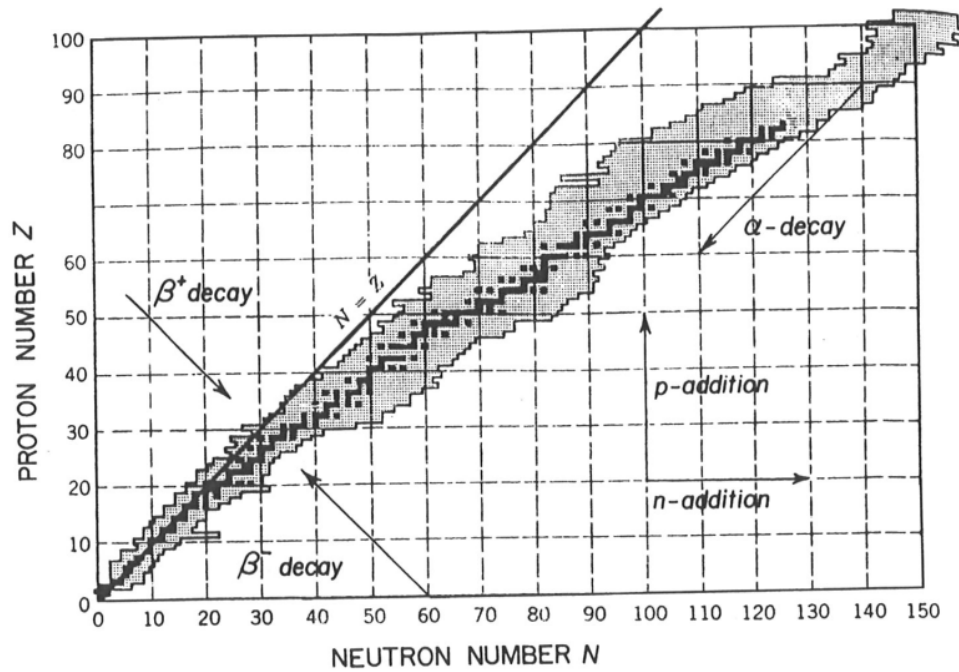


FIGURE 2.12: Nombre de protons Z vs nombre de neutrons N . Source : [Pagel \[2009\]](#)

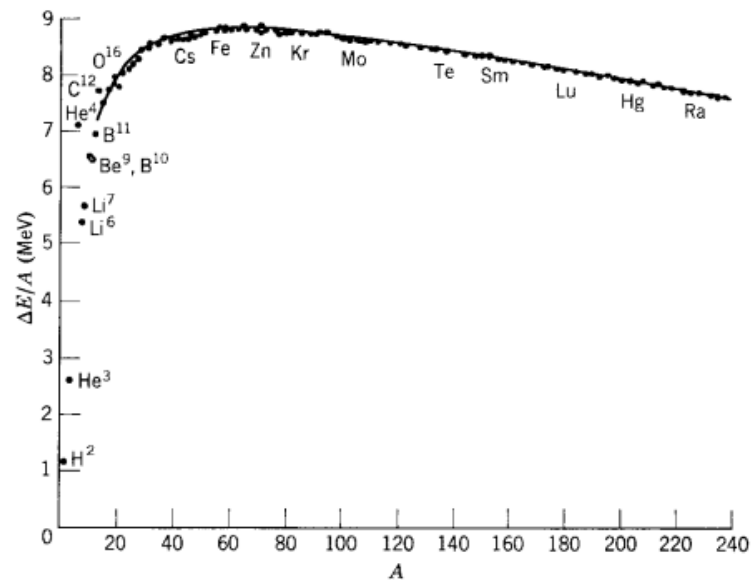


FIGURE 2.13: Énergie de liaison par nucléon en fonction du nombre de nucléons. Source : [Eisberg and Resnick \[1985\]](#)

2.4.1 Abondances des éléments les plus légers

Les étoiles sont les alchimistes des éléments chimiques dont nous sommes formés. Cependant, les plus légers d'entre eux (jusqu'au Bore (B, $Z = 5$)) ont été en partie formés par ce qu'on appelle la nucléosynthèse primordiale [Coc et al., 2004]. Ce processus qui ne relève pas de la nucléosynthèse stellaire a été nommé processus x dans le papier fondateur de Burbidge et al. [1957] à une époque où les modèles d'univers "éternel" (soutenu par Fred Hoyle) et de Big Bang (appelé ironiquement ainsi par ce dernier) s'affrontaient. Les premières étoiles formées après le Big Bang (étoiles de population III) étaient donc presque exclusivement constituées de H et He.

Dès les années 50, les abondances de Li et Be ont montré une claire déficience comparé aux abondances de C, N, O. Les abondances obtenues par Greenstein and Richardson [1951], Greenstein and Tandberg Hanssen [1954] sont proches des valeurs Solaires actuelles [Asplund et al., 2009]. Ces abondances sont très différentes (100 fois plus faibles) des estimation météoritiques [Lodders et al., 2009]. Il est maintenant bien connu que les étoiles détruisent ces éléments légers dans leur intérieur [Iben, 1967, 1965], donnant naissance à de nombreuses études pour interpréter l'abondance "initiale" de Li notamment dans les étoiles pauvres en métaux [Spite and Spite, 1982a,b] où un plateau en Li a été trouvé [Deliyannis et al., 1993, Ryan et al., 1996, Spite et al., 1996]. Ce plateau est la preuve de la production de Li par le Big Bang.

Ces éléments légers sont également produits par des réaction de spallation : les rayons cosmiques énergétiques bombardent des atomes de C, N et O les fissurant en des atomes plus légers [Reeves et al., 1970, Meneguzzi et al., 1971]. Le HBB dans les AGB semble aussi responsable de la production de ${}^7\text{Be}$ (devenant ${}^7\text{Li}$ par capture d'électrons) [Scalo et al., 1975, Sackmann and Boothroyd, 1992]. Cette source semble confirmée par l'étude des AGB dans les nuages de Magellan [Smith and Lambert, 1989, 1990]. Enfin, les supernovæ ont également été suggérées comme source du Li et Be [Audouze and Truran, 1973]. Des modèles plus récents ont proposé que les SN II soient responsables de la formation de ces éléments via le processus ν (brièvement, ce processus relève de l'interaction entre les neutrinos s'échappant du cœur de l'étoile et la matière, voir Sect. 2.5.4) [Woosley et al., 1990, Timmes et al., 1995], mais cette source semble minoritaire [Cunha et al., 1997].

2.4.2 Processus α

Les éléments α sont les éléments de masses atomiques paires allant de l'oxygène (O, $Z = 8$) au titane (Ti, $Z = 22$). Ils sont principalement formés dans les supernovæ de type II (SN II) en capturant une particule α , c'est à dire deux protons et deux neutrons.

Le panneau gauche de la Figure 2.14 montre les abondances de ces éléments en fonction de la métallicité, provenant de McWilliam [1997]. Nous pouvons clairement voir un plateau pour les étoiles pauvres en métaux ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$ dex) correspondant à la production de ces éléments par les SN II. Ensuite, la courbe diminue à cause de l'apparition plus tardive des éléments du pic de fer, notamment via les supernovæ de type Ia (Sect. 2.4.3) [Matteucci and Greggio, 1986]. Nous pouvons voir une tendance similaire sur des données

observationnelles (provenant du relevé Gaia-ESO), provenant de [Recio-Blanco \[2014\]](#).

Les abondances des éléments α sont également utilisées pour différencier les différentes populations de la Galaxie et notamment séparer le disque mince du disque épais. Cette séparation est illustrée par de nombreuses études [[Bensby et al., 2003, 2005](#), [Recio-Blanco, 2014](#), [Reddy et al., 2003](#), [Soubiran and Girard, 2005](#), [Adibekyan et al., 2012](#), [Bensby et al., 2014](#), [Kordopatis et al., 2015](#), [Wojno et al., 2016](#), [Hayden et al., 2017](#), [Buder et al., 2019](#)]. Cette bi-modalité est compatible avec les modèles d'évolution chimique de la Galaxie incluant 2 accrétions majeures [[Chiappini et al., 1997](#), [Grisoni et al., 2017](#), [Spitoni et al., 2019](#)]. Plus récemment, une jeune population d'étoiles pauvres en métaux et en éléments α a été découverte dans le cadre de la DR3 de *Gaia* [[Recio-Blanco et al., 2022](#)], donnant lieu à une proposition de modèle avec 3 accrétions majeures [[Spitoni et al., 2023](#)]. Ce modèle sera présenté au Chapitre 6 dans le cadre de l'étude de l'évolution chimique du cérium basée sur les données de la mission Gaia.

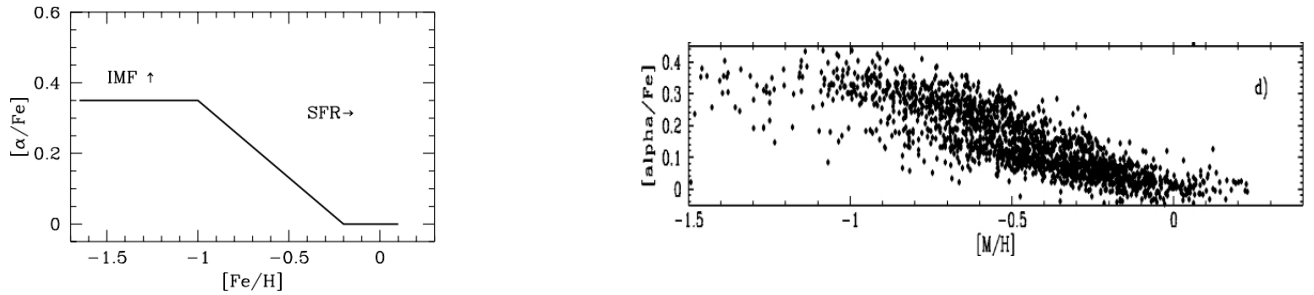


FIGURE 2.14: Panneau de gauche : Rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la métallicité pour un échantillon d'étoiles GES. Panneau de droite : Schéma montrant les abondances d'éléments α en fonction de la métallicité. Source : adapté de [McWilliam \[1997\]](#). Source : [Recio-Blanco \[2014\]](#)

2.4.3 Processus e

En examinant à nouveau la distribution des abondances des éléments chimiques dans le système Solaire en fonction de leur numéro atomique (Fig. 2.11), nous remarquons un pic d'éléments dont le maximum est le fer. Ce pic est dû à la forte énergie de liaison par nucléon et à un équilibre statistique entre les réactions de photodésintégration et celles thermonucléaires (ceci se produit si le nombre de noyaux atomiques et de protons et électrons libres est à l'équilibre), qui semble être atteint dans certaines conditions thermiques [[Hoyle, 1946](#), [Arcones and Thielemann, 2023](#)], notamment dans la phase de combustion du silicium.

Les éléments du pic de fer comme le vanadium (V, $Z = 23$), le chrome (Cr, $Z = 24$), le manganèse (Mn, $Z = 25$), le cobalt (Co, $Z = 27$), le nickel (Ni, $Z = 28$), le cuivre (Cu, $Z = 29$) et le zinc (Zn, $Z = 30$) sont donc formés par le processus e (e pour équilibre) [[Burbidge et al., 1957](#)].

Ces éléments sont principalement produits par les supernovæ de Type Ia (SN Ia) et partiellement par les SN II, sur des échelles de temps beaucoup plus courtes (à cause de la durée de vie réduite des étoiles massives). Par exemple, le vanadium, le manganèse et le cobalt semblent être produits pendant la combustion explosive du silicium (Si, $Z = 14$) dans les étoiles massives et dans les SN Ia [Woodsley and Weaver, 1995, Bravo and Martínez-Pinedo, 2012].

La combustion du silicium donne :



Cette réaction est suivie par une suite de captures α conduisant à la formation de ${}^{48}\text{Cr}$ (via la fusion de ${}^{44}\text{Ti}$ avec une particule α) qui va ensuite former du ${}^{52}\text{Fe}$ puis du ${}^{56}\text{Ni}$ (nous remarquons que le ${}^{56}\text{Ni}$ peut également être formé via la fusion de deux isotopes 28 du Si). Enfin, le ${}^{56}\text{Ni}$ étant instable, il va former du ${}^{56}\text{Co}$ via :



ou via capture d'électrons :



De manière analogue à la première de ces deux réactions, le ${}^{56}\text{Co}$ va donner du ${}^{56}\text{Fe}$, l'isotope le plus stable qui existe.

Supernovæ de type Ia

Les supernovæ de type Ia possèdent des raies de Si mais pas de raies de H dans son spectre. Les SN Ib n'ont ni raies de H ni de Si mais ont des raies de He tandis que les SN Ic n'ont pratiquement aucune raie de ces trois éléments. Ces types de supernovæ ont lieu dans les systèmes binaires ayant au moins une naine blanche accrétant de la matière de son ou de ses compagnons. En effet, les interactions gravitationnelles entre les étoiles entraînent un échange de matière. Cela peut avoir lieu lorsque l'un des membres du système binaire dépasse la limite de Roche.

Les objets compacts comme les naines blanches possèdent des électrons dans un état dégénéré, leur pression ne dépend que de la densité et pas de la température. Le transfert des couches riches en H du compagnon vers la surface augmente la température et produit des réactions nucléaires (combustion de H et He) à la surface de la naine blanche (composée de C et O). La naine blanche tend alors vers la masse critique de Chandrasekhar. La densité au centre de la naine blanche augmente et le carbone est brûlé à son tour, dans des conditions de dégénérescence. La pression n'augmente pas jusqu'à un point critique faisant passer la naine blanche d'un état dégénéré à un état où la pression et la température sont fortement liés, causant une explosion thermonucléaire. La figure 2.15 résume de manière schématique l'évolution d'un système binaire conduisant à une supernovæ de type Ia.

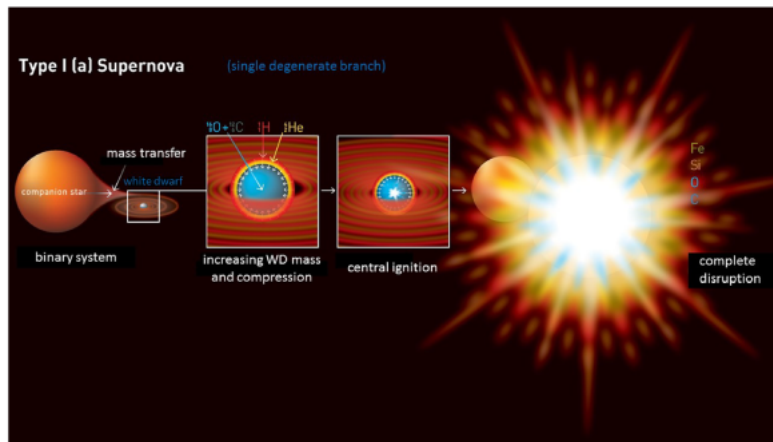


FIGURE 2.15: Schéma montrant le passage d'un système binaire entre une étoile et une naine blanche vers une supernovæ de type Ia. Source : [Arcones and Thielemann \[2023\]](#)

Observations

L'observation des rayons γ des débris de SN1987A a mis en évidence la désintégration β du ^{56}Ni en ^{56}Fe montrant l'implication des SNIa dans la formation des éléments du pic de fer [[Leising and Share, 1990](#), [Kurfess et al., 1992](#)].

Plusieurs études se sont concentrés sur l'étude de ces éléments en fonction de la métallicité [[Adibekyan et al., 2012](#), [Kobayashi et al., 2006](#), [Kobayashi and Nakasato, 2011](#), [Romano et al., 2010](#), [Reddy and Lambert, 2008](#), [Ishigaki et al., 2013](#), [Barbuy et al., 2013, 2015](#), [Cayrel et al., 2004](#), [Hawkins et al., 2015](#), [Mikolaitis et al., 2017](#)]. Par exemple, [Battistini and Bensby \[2015\]](#) ont montré que les abondances de Mn dans les étoiles de faible métallicité ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1$ dex) sembleraient reliés aux SNIa et aux SNIa pour les métallicités plus fortes, tandis que le V et le Co se comportent comme les éléments α .

Pour les étoiles très pauvres en métaux ($[\text{Fe}/\text{H}] < -3.0$ dex), les abondances de Cr et Mn semblent décroître avec la métallicité, contrairement au Co et Zn [[Cayrel et al., 2004](#), [McWilliam et al., 1995](#), [Bonifacio et al., 2009](#), [Yong et al., 2013](#), [Roederer et al., 2014](#), [Reggiani et al., 2017](#)]. De plus les modèles d'évolution chimique de la Galaxie peinent à reproduire les observations [[Kobayashi et al., 2006](#), [Kobayashi and Nakasato, 2011](#)] et de plus en plus de modèles prennent en compte l'existence des Hypernovæ pour interpréter les observations [[Maeda and Nomoto, 2003](#), [Tominaga et al., 2007](#), [Tominaga, 2009](#), [Grimmett et al., 2020](#)].

2.5 Au-delà du pic de fer

Comme nous l'avons dit plus haut, presque tous les éléments plus lourds que le fer se forment par capture de neutron. En revenant à la Fig. 2.12, nous remarquons que la majorité des isotopes sont sur une ligne appelée la vallée de la stabilité. Un peu comme sur un échiquier géant, chaque réaction qui va avoir lieu créera un isotope se trouvant au voisinage de la vallée de la stabilité. Premièrement, la désintégration β^- se manifeste par la conversion

d'un neutron en proton avec émission d'un électron et d'un anti-neutrino électronique. Les neutrons sont constitués de 3 quarks : 1 up (de charge $2/3$) et 2 down (de charge $-1/3$), ce qui lui confère sa neutralité électrique. Via l'interaction nucléaire faible, le quark down va se transformer en quark up (et émettre un boson d'interaction W^- , qui va se désintégrer en électron et anti-neutrino électronique). Sur l'échiquier, l'isotope va se déplacer "d'une case vers le haut et d'une case vers la gauche". D'autre part, la désintégration β^+ convertit un proton en neutron et émet un positron et un neutrino électronique, correspondant à un mouvement vers le bas et vers la droite. Finalement, la désintégration α correspond à l'émission d'un atome de ^4He , correspondant plutôt aux atomes très lourds.

Pour comprendre en détails les captures de neutrons, prenons l'exemple du ^{94}Zr (Fig. 2.17). Son noyau est alors constitué de 40 protons et 54 neutrons. Quand cet isotope capture un neutron, il devient l'isotope 95 du Zr (40 protons et 55 neutrons). Cependant, par une réaction β^- , un neutron va devenir un proton. Le noyau est donc constitué de 41 protons et 54 neutrons, ce qui correspond au ^{95}Nb . De plus, comme nous le voyons dans cette figure, l'isotope ^{95}Zr se transforme en ^{95}Nb (par décroissance β^-) avant de capturer un neutron pour former le ^{96}Zr . Ce dernier aura besoin d'une source de neutrons plus énergétique pour être créée. Cette séparation par rapport de la décroissance β^- va séparer les captures de neutrons en deux processus principaux : un processus lent par rapport à cette décroissance (processus s pour slow) et un processus rapide : le processus r . A noter que d'autres processus minoritaires (pour la plupart des éléments) existent comme le processus p (p pour capture de protons, Sect. 2.5.3), processus ν (interaction entre les neutrinos et la matière, Sect. 2.5.4), ou encore le processus de captures de neutrons i (i pour intermédiaire, Sect. 2.5.5).

Il est important de noter que ce ne sont pas les éléments qui sont formés par tel ou tel processus mais leurs isotopes. Par exemple, l'euporium est considéré comme un élément purement formé via le processus r mais en réalité il "n'est formé qu'à 93%" par ce processus dans le Système Solaire [Arlandini et al., 1999, Bisterzo et al., 2016, Prantzos et al., 2018, 2020].

Un exemple de la répartition des contributions des processus s , r et p pour les éléments formés par capture de neutrons faite par Prantzos et al. [2020] est donné dans les Tables 2.1 et 2.2. A noter que par la suite, les contributions s , r et p des éléments mentionnés seront basées sur cette table. Une vue schématique de la répartition entre ces trois processus pour les différents isotopes des éléments lourds est donnée dans la figure 2.16.

Nous allons maintenant décrire ci-dessous les différents processus de captures de neutrons pouvant se produire dans les intérieurs stellaires.

2.5.1 Processus s

Les éléments principalement formés par le processus s - sont le strontium (Sr, $Z = 38$, 67%), yttrium (Y, $Z = 39$, 70%), zirconium (Zr, $Z = 40$, 64%), barium (Ba, $Z = 56$, 83%), lanthane (La, $Z = 57$, 73%), cérium (Ce, $Z = 58$, 81%), néodyme (Nd, $Z = 60$, 61%) et le plomb (Pb, $Z = 82$, 88%) [Arlandini et al., 1999, Bisterzo et al., 2016, Prantzos et al., 2018].

TABLE 2.1: Contributions respectives des processus s , r et p des éléments lourds, en se basant sur les abondances Solaires de [Lodders et al. \[2009\]](#). Source : [Prantzos et al. \[2020\]](#)

Element	Z	s	r	p
Ga	31	0.730	0.270	0.000
Ge	32	0.636	0.364	0.000
As	33	0.581	0.419	0.000
Se	34	0.379	0.612	0.008
Br	35	0.265	0.735	0.000
Kr	36	0.387	0.610	0.003
Rb	37	0.510	0.490	0.000
Sr	38	0.912	0.083	0.005
Y	39	0.778	0.222	0.000
Zr	40	0.817	0.183	0.000
Nb	41	0.651	0.349	0.000
Mo	42	0.497	0.275	0.228
Ru	44	0.338	0.591	0.071
Rh	45	0.122	0.878	0.000
Pd	46	0.448	0.542	0.010
Ag	47	0.209	0.791	0.000
Cd	48	0.548	0.432	0.021
In	49	0.374	0.582	0.044
Sn	50	0.680	0.301	0.019
Sb	51	0.247	0.753	0.000
Te	52	0.192	0.807	0.001
I	53	0.032	0.968	0.000
Xe	54	0.182	0.816	0.002
Cs	55	0.157	0.843	0.000
Ba	56	0.888	0.109	0.002
La	57	0.799	0.200	0.001
Ce	58	0.848	0.148	0.004
Pr	59	0.535	0.465	0.000
Nd	60	0.615	0.385	0.000

TABLE 2.2: Suite de la Tab. 2.1

Element	Z	s	r	p
Sm	62	0.325	0.647	0.029
Eu	63	0.049	0.951	0.000
Gd	64	0.163	0.835	0.002
Tb	65	0.072	0.928	0.000
Dy	66	0.151	0.847	0.001
Ho	67	0.074	0.926	0.000
Er	68	0.184	0.799	0.017
Tm	69	0.128	0.872	0.000
Yb	70	0.429	0.570	0.001
Lu	71	0.204	0.796	0.000
Hf	72	0.605	0.393	0.002
Ta	73	0.503	0.497	0.000
W	74	0.601	0.397	0.001
Re	75	0.154	0.846	0.000
Os	76	0.103	0.897	0.000
Ir	77	0.011	0.989	0.000
Pt	78	0.078	0.922	0.000
Au	79	0.058	0.942	0.000
Hg	80	0.548	0.450	0.002
Tl	81	0.760	0.240	0.000
Pb	82	0.831	0.169	0.000
Bi	83	0.216	0.784	0.000
Th	90	0.000	1.000	0.000
U	92	0.000	1.000	0.000

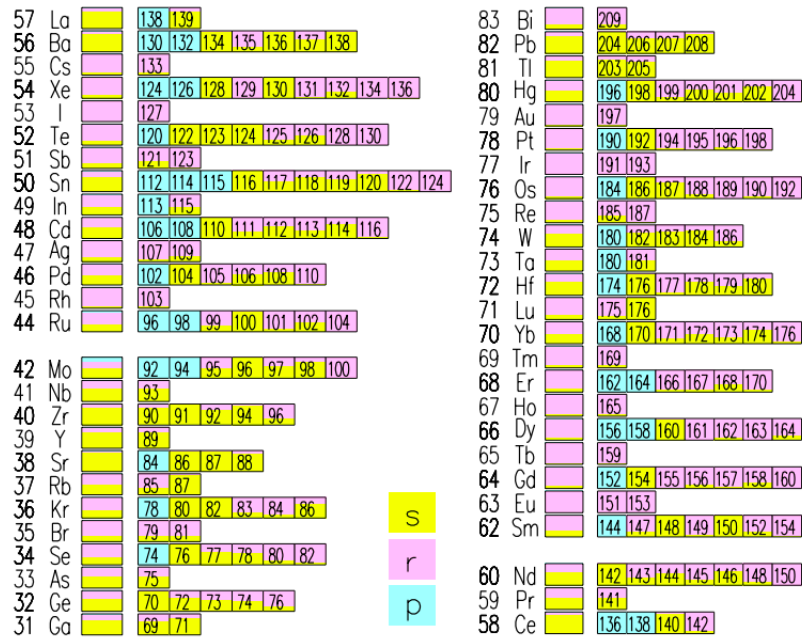


FIGURE 2.16: Contribution des processus s , r et p sur les isotopes d'éléments lourds au moment de la formation du système Solaire. Source : Prantzos et al. [2020]

La distribution des abondances des éléments formés via le processus s en fonction du numéro atomique présente trois pics : un autour de Sr-Y-Zr (*weak* component), un autour de Ba-La-Ce (*main* component) et un dernier autour du Pb (*strong* component); chacun est associé à une source différente. Le processus s est accompagné par un flux de densité de neutrons typique variant entre 10^6 à 10^{11} neutrons/cm²/s.

Une description plus détaillée des éléments s (notamment le Ce et Nd) d'un point de vue observationnel, des modèles d'évolution chimique de la Galaxie et de production dans les AGB sera donnée dans les Chapitres 6 et 7, respectivement.

Les principales sources des isotopes formés via le processus s sont les étoiles massives et les étoiles AGB. La rotation des étoiles a également un impact sur les abondances des éléments s , notamment les éléments du premier pic [Limongi and Chieffi, 2018, Pignatari et al., 2008]. En effet, la rotation des étoiles conduit à un mélange du coeur brûlant du He (produisant du ¹²C et ¹⁶O) avec la couche riche en H, conduisant à la formation de ¹⁴N via le cycle CNO puis de ²²Ne, qui sera une source majeure de neutrons via la réaction ²²Ne²⁵Mg. La rotation a plus d'impact sur la nucléosynthèse à faible métallicité.

Récemment, un nouveau site de production pour les éléments s a proposé par [Masseron et al., 2020] : les étoiles enrichies en phosphore (P, $Z = 15$) qui sont également enrichies en Mg, Si, Al, Cu, Sr-Y-Zr (premier pic s) et en Ba-La-Ce-Nd (second pic s).

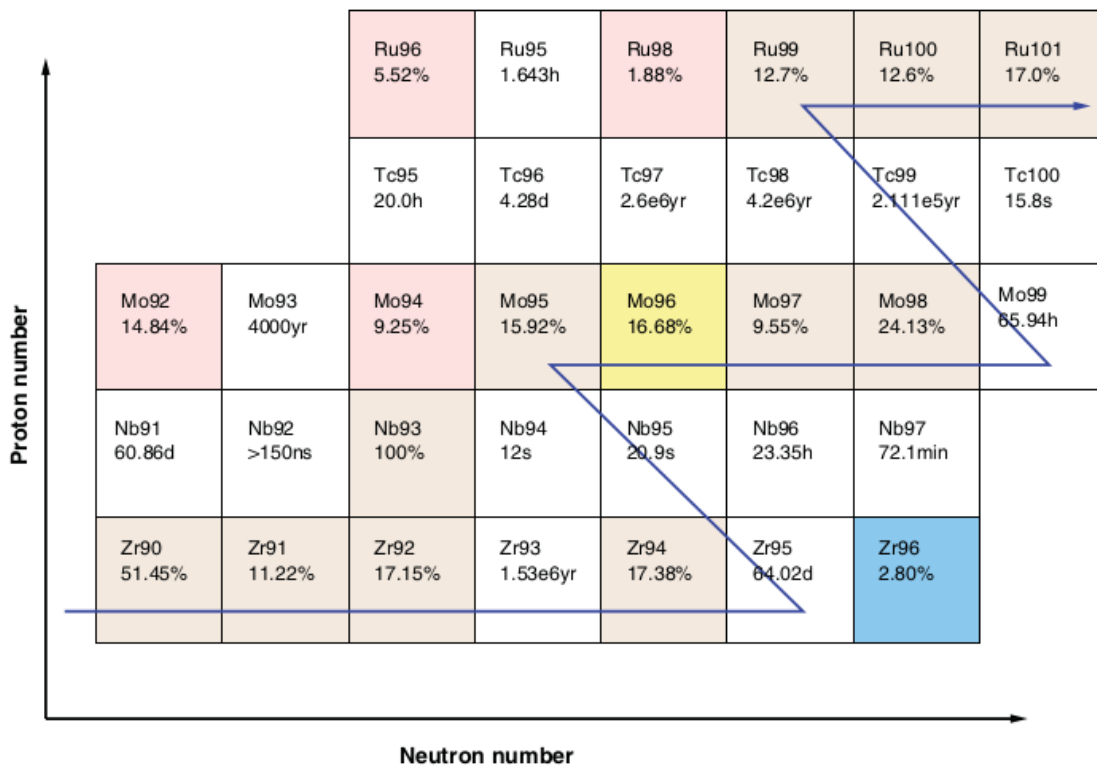


FIGURE 2.17: Schéma du processus *s* pour les isotopes de Zr, Nb, Mo, Tc et Ru dans un diagramme montrant le nombre de protons en fonction du nombre de neutrons. La case en bleu correspond à un isotope ne pouvant pas être formé via le processus *s*. Les cases blanchâtres montrent les isotopes instables (avec leur durée de vie), tandis que les autres montrent le pourcentage dans le Système Solaire. Source : [Karakas and Lattanzio, 2014a]

Production de neutrons dans les étoiles massives

Les étoiles massives ($> 8 M_{\odot}$) forment principalement des éléments *s* du premier pic durant la phase de combustion de l'hélium dans le cœur convectif via la réaction $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ avec des températures de l'ordre de $3 \cdot 10^8$ K. Lorsque l'hélium s'épuise, le ^{22}Ne n'est que partiellement consommé et la production de neutrons continue dans la couche convective de carbone [Couch et al., 1974, Kappeler et al., 1989, Käppeler et al., 2011, Lamb et al., 1977]. Le ^{22}Ne provient du ^{14}N produit durant la phase de combustion de l'hydrogène dans le cœur via le cycle CNO.

Production de neutrons dans les étoiles AGB

Comme nous l'avons noté dans la section 2.3, les AGB produisent en leur intérieur des éléments chimiques qui sont mélangés à la surface via les TDU successifs. En effet, les protons présents lors du retrait de l'enveloppe convective sont capturés par le ^{12}C présent dans la He-interhell entre deux pulses thermiques (l'interpulse) produisant ainsi du ^{13}C via la réaction $^{12}\text{C}(p, \gamma)^{13}\text{N}(\beta^+ \nu)^{13}\text{C}$ et forme une fine poche de ^{13}C . Ce dernier est lui même converti en oxygène grâce à la réaction $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$, produisant ainsi une source de neutrons pour le processus *s* [Straniero et al., 1995]. Puisque la poche de ^{13}C est partiellement recouverte par une couche de ^{14}N et ^{22}Ne (le ^{14}N agit comme un poison pour les neutrons à cause de la réaction $^{14}\text{N}(n, p)^{14}\text{C}$), le processus *s* a lieu dans la partie la plus enfouie de la ^{13}C (où se trouve peu de ^{14}N) [Cristallo et al., 2009]. Les AGB de masse faible produisent principalement des éléments du second pic.

Pour les étoiles de masse intermédiaire ($M > 3M_{\odot}$), la température à la base de la zone convective est plus forte et une seconde source de neutrons est activée : la réaction $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ [Cameron, 1960, Iben and Renzini, 1983]. Cependant, cette source est marginale dans les AGB de masse faible (à métallicité Solaire). Ces étoiles produisent principalement des éléments du premier pic.

La métallicité va avoir un fort impact sur la production des éléments via le processus *s*. En effet, le processus *s* dépend de la densité de neutrons disponible et de la température du milieu mais également du nombre de neutrons disponibles par rapport au nombre d'atomes de fer. Dans les étoiles pauvres en métaux, ce nombre augmente drastiquement expliquant la production plus importante d'éléments du second pic (Ba, Ce, Nd, Pb) comparé aux éléments du premier pic (Y, Sr, Zr).

Cependant, ni le *main* processus *s* ni le processus *r* [Clayton and Rassbach, 1967] sont suffisants pour expliquer les abondances de plomb dans le système Solaire, et un nouveau processus a été introduit : le *strong* processus *s* [Kappeler et al., 1989]. Les AGB de faible masse et de faible métallicité sont la principale source du plomb [Gallino et al., 1998, Busso et al., 2001, Choplin et al., 2022a].

2.5.2 Processus r

Egalement proposé par [Burbidge et al., 1957] pour expliquer certains isotopes se formant sur des échelles de temps courts et *rapides* comparé à la décroissance β^- , le processus r est l'autre procédé majeur concernant les captures de neutrons, qui se diffère du processus s de part une plus forte densité de neutrons ($\gtrsim 10^{20}$ neutrons/cm³), mais également des neutrons plus énergétiques.

En se basant sur les estimations dans le Système Solaire [Arlandini et al., 1999, Bisterzo et al., 2016, Prantzos et al., 2018, 2020], le processus r est responsable de la formation de : samarium (Sm, $Z = 62$, 70%), europium (Eu, $Z = 63$, 94%), gadolinium (Gd, $Z = 64$, 85%), dysprosium (Dy, $Z = 66$, 85%), holmium (Ho, $Z = 67$, 92%), erbium (Er, $Z = 68$, 83%), thulium (Tm, $Z = 69$, 87%) pour le premier pic r et d'osmium (Os, $Z = 76$, 90%), iridium (Ir, $Z = 77$, 98%), platine (Pt, $Z = 78$, 95%) et or (Au, $Z = 79$, 94%) (pour le second), ainsi que la production d'actinides comme le thorium (Th, $Z = 90$) et l'uranium (U, $Z = 92$).

Le processus r est séparé en deux composantes : *weak* (synthétisant des isotopes jusqu'à l'Europium) et *strong*. C'est ce dernier qui serait dominant notamment dans les abondances du Système Solaire [Cowan et al., 2021].

Contrairement au processus s , les sites de production du processus r sont connus avec moins de certitudes. Parmi les différentes possibilités, il y a :

- Collision de deux étoiles à neutrons ou entre un trou noir et une étoile à neutrons [Freiburghaus et al., 1999, Lattimer and Schramm, 1974, 1976, Eichler et al., 1989, Goriely et al., 2011, Goriely, 2015, Lippuner et al., 2017]. Ce site est compatible avec la détection d'ondes gravitationnelles GW170817 prouvant la nucléosynthèse d'éléments lourds [Evans et al., 2017, Abbott et al., 2019, Metzger, 2017, Drout et al., 2017, Villar et al., 2018, Pian et al., 2017].
- Supernovæ magneto-rotationnelles (Sect. 2.2.5) [Nishimura et al., 2006, Winteler et al., 2012, Mösta et al., 2014, Symbalisty et al., 1985, Cameron, 2003, Mösta et al., 2015, Nishimura et al., 2015, Halevi and Mösta, 2018] et l'interaction avec les neutrinos dans les disques d'accrétions autour de trous noirs (collapsars, Sect. 2.2.5) [Woosley, 1993, Wanajo and Janka, 2012], pouvant produire des actinides (comme le U et Th).
- Éjections des parties les plus internes de l'étoile lors des ccSN (Sect. 2.2.5) [Schramm, 1973, Sato, 1974, Hillebrandt et al., 1976, Witt et al., 1994, Mirizzi et al., 2015]. Cette source semble principalement contribuer au *weak* processus r à cause de la faible interaction entre les neutrinos et anti-neutrinos électroniques. Ces deux particules sont produites par l'étoile à neutrons fraîchement formée conduisant à la création des isotopes plus pauvres en neutrons Wanajo [2006], Wanajo et al. [2011], Curtis et al. [2019].
- Couches externes lors des explosions de supernovæ Cowan et al. [1980, 1983, 1985]. Les neutrons proviendraient de la couche riche en He présente dans les étoiles avant leur explosion.
- Une transition de phase quark-hadrons (les hadrons étant l'ensemble des particules composées de quarks comme les protons ou neutrons) conduisant à l'explosion en

supernova d'étoiles massives Fisher et al. [2020]. Le déconfinement des quarks serait également évoqué comme source du *weak* processus r .

D'un point de vue observationnel, la détection d'éléments formés par le processus r dans les populations très pauvres en métaux laisse croire à une origine astrophysique violente comme les supernovæ Sneden et al. [2008], Thielemann et al. [2017]. De part leurs sources violentes ayant lieu sur des échelles de temps plus courtes que les AGB (produisant principalement des éléments via le processus s), tous les éléments ont une contribution d'éléments r , notamment les étoiles très vieilles (et par conséquent très pauvres en métaux).

Cependant, les éléments r présentent une très forte dispersion aux faibles métallicités (contrairement aux éléments α) ce qui laisse supposer que plusieurs sources sont à l'origine de la formation de ces éléments [Roederer et al., 2014, Battistini and Bensby, 2016]. De nombreuses étoiles possèdent des abondances élevées en éléments r et sont classées en fonction de leur [Eu/Fe] et [Ba/Eu] [Beers and Christlieb, 2005]. De plus, quelques études sur les éléments r dans les étoiles extragalactiques ont été faites Kirby et al. [2013], Frebel and Norris [2015], Ji et al. [2019]. Les étoiles très pauvres en métaux ($[Fe/H] < -3$ dex) semblent avoir aussi de faibles abondances d'éléments r , contrairement aux étoiles de Réticulum II ($[Fe/H] = -2.64 \pm 0.11$ dex selon Ji et al. [2023]) qui montrent des abondances très fortes laissant supposer qu'une des sources du processus r se trouve dans les premiers âges des Galaxies Roederer [2013, 2017], Ji and Frebel [2018].

Enfin, nous rappelons que les éléments formés par le processus r peuvent également permettre d'estimer les âges des étoiles via les rapports Th/Eu et Th/U.

2.5.3 Processus p

Bien que les processus s et r soient suffisamment efficaces pour expliquer la formation de la plupart des isotopes d'éléments plus lourds que le fer, 35 d'entre eux (allant du ^{76}Se au ^{196}Hg) ne peuvent pas être expliqués par ces deux processus. Ces isotopes sont riches en protons et sont formés via le processus p (capture de protons). Avec 20 à 25% de contribution du processus p dans le système Solaire [Prantzos et al., 2020], le molybdène (Mo, $Z = 42$) est l'élément ayant la plus forte contribution de ce processus. Parmi ces 7 isotopes stables, les isotopes 92 et 94 sont formés uniquement via le processus p (Fig. 2.17) tandis que les isotopes 96 et 100 sont respectivement formés via le processus s et r (Fig. 2.16). Par ailleurs, le ruthénium (Ru, $Z = 44$) possède une contribution non négligeable (7%) de processus p [Prantzos et al., 2020].

Cependant, les sources du processus p sont débattues. Parmi les différentes proposition, nous pouvons trouver :

- Les couches riches en Hydrogène durant les supernovæ de type II [Burbidge et al., 1957].
- Les couches de O/Ne des étoiles massives peu avant ou durant leur explosion en ccSN [Arnould, 1976, Hoffman et al., 1994, Arnould et al., 1998, Pignatari et al., 2016, Travaglio et al., 2018, Choplin et al., 2022b], ou durant les supernova de type Ia [Howard

and Meyer, 1992, Travaglio et al., 2011, 2015]. Les isotopes seraient alors produit par la photo-désintégration des noyaux riches en neutrons déjà existant dans le plasma stellaire (processus γ) via la réaction (γ, n) dans des environnement très chauds ($> 2.10^9$ K) [Pignatari et al., 2016, Woosley and Howard, 1978, Arnould and Takahashi, 1999]. L'ensemble des réactions (γ, n) conduisent les isotopes vers la partie riche en protons de la vallée de la stabilité. Puis c'est au tour des réactions (γ, p) , (γ, α) lorsque ces dernières deviennent plus rapides que l'émission de neutrons. Les isotopes instables tendent vers la stabilité en produisant des isotopes riches en protons [Arcones and Thielemann, 2023].

- Le processus p semble pouvoir se décomposer en plusieurs sous-processus : le processus νp lié au processus ν (Sect. 2.5.4) [Woosley et al., 1990, Fröhlich et al., 2006], le processus rp (capture rapide de protons) [Schatz et al., 1998, Koike et al., 2004] et le processus pn [Goriely et al., 2002].

Premièrement, le processus νp résulte de l'interaction entre les neutrinos et anti neutrinos (notamment ceux de saveur électronique) avec l'éjection de matière pendant les supernovæ à effondrement de cœur ou les disques d'accrétions autour d'objets compacts [Wanajo, 2006, Fröhlich et al., 2006, Pruet et al., 2006, Eichler et al., 2018]. Cette interaction perturbe la composition de la matière qui est dictée par un équilibre entre la réaction $\nu_e + n \leftrightarrow p + e^-$ et $p + e^- \leftrightarrow n + \nu_e$. A cause de la différence de masse entre les neutrons et les protons, la deuxième réaction est plus commune conduisant à un environnement riches en protons et au processus νp .

Le processus rp semble être lié à des combustions explosives de H et He à la surface d'étoiles à neutrons accrétant de la matière, associées à des X-Ray Bursts [Schatz et al., 1998, Koike et al., 2004]. Ce processus consiste en une série de captures rapides de protons et de particules α ainsi que de décroissances β^+ . Un résumé récent et détaillé de ce processus est donné dans Liccardo et al. [2018].

Enfin, le processus pn semblerait se produire dans les supernovæ de type Ia [Travaglio et al., 2011, 2015, Goriely et al., 2002, Howard et al., 1991, Battino et al., 2020].

- Des vents riches en protons ont été proposés par Bliss et al. [2018] pour expliquer l'abondance de l'isotope 98 du Rubidium, mais cette source est débattue [Choplin et al., 2022b].

Relativement peu d'études se sont concentrées sur les éléments (partiellement) formés via le processus p . Mishenina et al. [2019] a déterminé des abondances de Mo pour 200 naines du disque et a trouvé que les abondances de Mo étaient surestimées en comparaison avec les modèles d'évolution chimique de la Galaxie, tandis que les modèles de Kobayashi et al. [2020] trouvent une tendance inverse. Ces modèles incluent des vents de neutrinos qui sembleraient être impliqués dans le processus p . Des études à des métallicités plus faibles ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1.2$ dex) ont été menées par Roederer et al. [2014], Peterson [2013], Hansen et al. [2014], Spite et al. [2018] et montrent une dispersion importante, similaire à ce qui se trouve pour les éléments r (Sect. 2.5.2). Ce résultat est attendu car tous les éléments ont une forte contribution du processus r à faible métallicité (contribution plus tardive des AGB).

Une étude récente de Forsberg et al. [2022] a déterminé l'abondance de Mo à la surface de 282 étoiles appartenant au disque et 35 au bulbe. Les auteurs n'ont pas trouvé dans la distribution de $[\text{Mo}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$, la séparation typique (aux alentours de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$

dex) des abondances du disque épais avec le disque mince (comme pour l'euporium ou les éléments α). Le bulbe semble plus enrichi en Mo que le disque épais, ce qui pourrait être lié au processus p et en particulier le sous-processus rp .

2.5.4 Processus ν

Malgré leur interaction faible avec la matière, les neutrinos jouent un important dans la nucléosynthèse et l'évolution des étoiles massives.

Une très faible probabilité (10^{-19}) existe pour qu'une paire électron et positron donne un neutrino et un anti-neutrino de manière irréversible. Ces derniers s'échappent de l'étoile et entraînent le refroidissement du cœur des étoiles massives [Bahcall, 1989, Wallerstein et al., 1997], interagissant avec la matière stellaire durant leur passage.

Absent des procédés de nucléosynthèse suggérés par Burbidge et al. [1957], le processus ν semble avoir lieu dans les ccSN pour former plusieurs isotopes comme le ${}^7\text{Li}$, ${}^{11}\text{B}$, ${}^{15}\text{N}$, ${}^{19}\text{F}$, ${}^{138}\text{La}$, ${}^{180}\text{Ta}$ [Woosley et al., 1990, Heger et al., 2005] ainsi que des isotopes plus lourds mais radioactifs [Woosley et al., 2002, 1990, Timmes et al., 1995] par l'interaction entre les neutrinos (et anti-neutrinos) de toutes les saveurs et les atomes au moment de leur échappement de l'étoile. Une discussion récente autour du processus ν peut être trouvée dans Sieverding et al. [2018].

2.5.5 Processus i

Le dernier processus de cette liste est très débattu, au croisement entre le processus s et r . Pour des densités de neutrons de l'ordre de 10^{12} à 10^{16} neutrons/cm³, le processus intermédiaire (processus i) fut initialement proposé par Cowan and Rose [1977]. Récemment, ce dernier processus a permis en partie d'expliquer les abondances des étoiles riches en éléments s , r et carbone mais pauvres en métaux (CEMP-r/s pour Carbon Enhanced Metal Poor r/s). En effet, les abondances de surface de ces étoiles sont difficiles à reproduire uniquement avec le processus s , r ou une combinaison des deux [Jonsell et al., 2006, Lugaro et al., 2012, Dardelet et al., 2014, Hampel et al., 2016]. Le processus i pourrait également agir à des métallicités Solaires [Karinkuzhi et al., 2023].

Bien que les sites du processus i soient incertains [Frebel, 2018, Koch et al., 2019], il existe plusieurs propositions dans la littérature :

- Les AGB de masses et métallicités faibles, dont les pulses thermiques peuvent surmonter la barrière d'entropie qui sépare les zones riches en H et He et conduisant au PIE [Cristallo et al., 2009, Chieffi et al., 2001]. Une série d'articles récents [Choplin et al., 2021, Goriely et al., 2021, Choplin et al., 2022c] a étudié plusieurs modèles d'AGB de faible masse et de faible métallicité. Des éléments comme le xénon (Xe, $Z = 54$), l'ytterbium (Yb, $Z = 70$), le tantale (Ta, $Z = 73$), le plomb et le bismuth (Bi, $Z = 83$) semblent être particulièrement abondants dans ces étoiles. De plus, les auteurs arrivent à reproduire les abondances de 14 étoiles CEMP-r/s.

- Le flash d’hélium des étoiles de masses et métallicités faibles [Fujimoto et al., 1990, Campbell et al., 2010].
- Les derniers pulses thermiques des post-AGB [Herwig et al., 2011].
- Les naines blanches C-O et O-Ne accrétant de la matière de manière rapide [Denis-senkov et al., 2017, 2019] pourraient être responsables de la production des éléments allant du germanium (Ge, $Z = 31$) au molybdène.
- Les super-AGB (avec une masse initiale variant de 7 à 10 M_{\odot}) [Jones et al., 2016] via une ingestion de protons.
- La couche d’hélium des étoiles massives de métallicité Solaire [Banerjee et al., 2018, Clarkson et al., 2018, Clarkson and Herwig, 2021].

2.6 Synthèse

Les étoiles sont en partie à l’image des êtres vivants, elles naissent, évoluent et meurent. Nous avons vu dans ce chapitre comment les principaux paramètres comme la masse ou la composition chimique des étoiles dictent leur évolution.

Les étoiles naissent dans de grands nuages de gaz, puis (si elles ont une masse supérieure à une masse critique) passent la majeure partie de leur vie sur la séquence principale où elles brûlent leur hydrogène via la chaîne pp (pour les étoiles des masses faibles) ou le cycle CNO (pour les étoiles de masses intermédiaires et les étoiles massives). Leur durée de vie sur la séquence principale dépend fortement de leur masse. Une étoile comme le Soleil vivra ainsi 10 milliards d’années contre 100 fois moins pour une étoile 10 fois plus massive.

Les étoiles passent ensuite par une phase de géante rouge (le cœur se contracte et l’enveloppe grossit) et subissent un épisode de FDU où les produits de la nucléosynthèse interne se retrouvent alors mélangés à la surface. Les étoiles de masses faibles brûleront l’hydrogène sur la branche horizontale après un allumage explosif (le He-flash) tandis que les étoiles plus massives n’auront pas cet allumage explosif.

Les étoiles (dans les différentes étapes de leur vie) sont également à la clé de la productions d’éléments chimiques via les différents processus que nous avons décrits tout au long de ce chapitre.

Cependant, au cours de leur évolution, les étoiles voient leurs paramètres fondamentaux comme la température de surface ou le rayon évoluer grandement. Nous allons voir dans le chapitre suivant comment il est possible de déterminer ces paramètres fondamentaux ainsi que la composition chimique de surface des étoiles. L’étude de ces abondances chimiques est au cœur de ma thèse.

CHAPITRE 3

SPECTROSCOPIE ET PARAMÉTRISATION DES ÉTOILES

3.1	L'atmosphère des étoiles	74
3.1.1	Corps Noir et luminosité des étoiles	74
3.1.2	Équilibre Thermodynamique Local	75
3.2	Transfert radiatif dans les étoiles	77
3.2.1	Opacité	77
3.2.2	Intensité spécifique	78
3.3	Formation des raies spectrales	80
3.3.1	Profondeur optique de la raie	80
3.3.2	Profils d'absorption	81
3.3.3	Profil de Voigt	82
3.3.4	Autres processus d'élargissement	83
3.3.5	Formation des raies en fonction de la profondeur de l'atmosphère	87
3.4	Détermination des paramètres stellaires	89
3.4.1	Température Effective	89
3.4.2	Gravité de surface	92
3.5	Méthodes de paramétrisation stellaire automatiques	94
3.5.1	Méthodes d'optimisation	94
3.5.2	Méthodes de projection	95
3.5.3	Méthodes de classification	95
3.6	Détermination des abondances chimiques	95
3.6.1	Les outils	96
3.6.2	Largeur équivalente	97
3.6.3	Synthèse spectrale	99
3.7	Synthèse (pas spectrale cette fois ci)	99

L'astrophysique moderne voit le jour au milieu du XIX^e siècle notamment grâce à la découverte des lois de la spectroscopie par Gustav Kirchoff (1824 - 1887) et Robert Bunsen (1811 - 1899) avec leur spectroscope à prisme.

Tout commence la même année où un grand incendie ravageait Londres (qui souffrait déjà d'une épidémie de peste). L'un des plus grands physiciens de tous les temps, Isaac Newton (1642 - 1727), comprit la nature polychromatique de la lumière "blanche" en faisant passer la lumière du Soleil à travers un prisme. Un autre considérable pas en avant fut réalisé par Joseph von Fraunhofer (1787 - 1826) en 1814. Grâce à son spectroscope à réseau, il remarqua que des traits sombres apparaissaient dans la lumière du Soleil. Ces derniers avaient déjà été remarqués par William Hyde Wollaston (1766 - 1828) en 1802. Kirchoff et Bunsen comprirent ensuite que ces traits noirs étaient reliés à la présence d'atomes dans les couches supérieures de l'étoile. Kirchoff mais également Julius Plücker (1801 - 1868), Henry Augustus Rowland (1848 - 1901) ou encore Anders Jonas Ångström (1814 - 1874)

contribuèrent à cataloguer et identifier les raies présentes dans le spectre du Soleil. Johann Balmer (1825 - 1898) remarqua que la position des raies d'hydrogène étaient mathématiquement reliées par une suite (qui porte son nom). C'est cette suite qui donna à Niels Bohr l'idée d'un atome avec des niveaux d'énergie discrets.

De grandes découvertes astronomiques ont été faites grâce à la spectroscopie : la différence entre les nébuleuses et les Galaxies basées sur leur spectres (Chap. 1) par William Huggins (1824 - 1910), la classification des étoiles par le père Angelo Secchi (1818 - 1878) suivi de la classification de Harvard par Edward Charles Pickering (1846-1919) qu'on a mentionnée dans la section précédente, la classification basée sur les raies d'hydrogène de Willemina Fleming (1857 - 1911) ou encore les premières définitions des types spectraux des étoiles en fonction de leur température de surface et de leur luminosité par Annie Jump Cannon (1863-1941) puis Antonia Maury (1866-1952) ou encore la proportion écrasante d'hydrogène dans l'Univers par Cecilia Payne-Gaposchkin (1900 - 1979).

Comme autre exemple, nous pouvons citer l'observation d'une éclipse Solaire le 18 août 1868, grâce à laquelle Jules Janssen remarqua une raie qui n'appartenait à aucun élément connu de l'époque. Ce dernier fut nommé hélium (en provenance du grec "*ἥλιος*", *helios*, signifiant Soleil) par Norman Lockyer (1836 - 1920) et par Edward Frankland (1825 - 1899). L'hélium n'a été identifié que 27 années plus tard par le chimiste britannique William Ramsay (1852 - 1916). Nous savons maintenant que l'hélium est le second élément le plus abondant dans le Soleil et l'Univers, derrière l'hydrogène.

Dans ce chapitre, nous allons voir en détail comment se forment les raies présentes dans le spectre des étoiles et comment à partir de ces dernières il est possible de remonter à des paramètres essentiels comme la vitesse radiale, la vitesse de rotation, la température de surface, la gravité de surface ou encore la composition chimique des étoiles.

3.1 L'atmosphère des étoiles

Comme cité plus haut, le spectre du Soleil (mais plus généralement celui des étoiles) possède des raies caractéristiques de leur composition chimique de surface et de leur conditions physiques en surface (comme la température ou la gravité de surface). Lorsque les photons émis par les réactions nucléaires ayant lieu dans le cœur de l'étoile interagissent avec un des atomes d'un gaz plus froid (les couches les plus externes de l'étoile), ils ne peuvent absorber que les photons d'une certaine énergie bien précise. La conséquence de la réémission de ces photons est que des raies d'absorption dans le spectre de l'étoile se superposent à son spectre continu. A contrario, la rencontre entre les photons et un gaz chaud produit des raies d'émission.

Nous rappelons que, comme décrit par Niels Bohr, les atomes possèdent des niveaux d'énergie discrets. Prenons l'exemple d'un atome d'hydrogène (Fig. 3.1). Lorsque un photon ayant exactement une énergie de 10.2 eV est absorbé, l'électron passe du niveau fondamental (le niveau d'énergie le plus bas correspondant à $n = 1$ sur la figure) au premier état excité ($n = 2$). En désexcitant, l'électron retombe au niveau fondamental et émet un photon d'énergie précise (et donc avec une longueur d'onde caractéristique). Dans cet exemple, la longueur d'onde correspondante est 1215.67 Å.

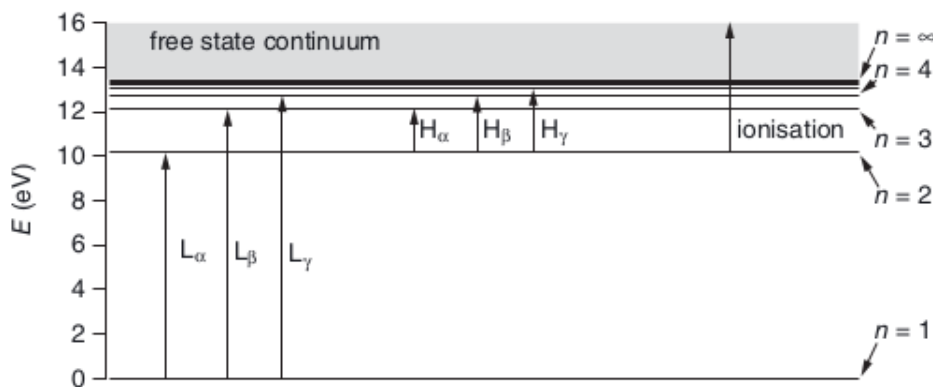


FIGURE 3.1: Niveaux d'énergie de l'atome d'hydrogène. Le niveau fondamental (niveau d'énergie le plus bas) correspond à $n = 1$. $n = 2$ est le premier niveau excité. Les transitions partant des niveaux excités vers le niveau fondamental sont les raies de Lyman (L_α , L_β , L_γ ...). Celles associées au premier niveau excité sont les raies de la série de Balmer (H_α , H_β , H_γ ...). Source : LeBlanc [2010]

3.1.1 Corps Noir et luminosité des étoiles

Le spectre continu de l'étoile peut être approximé par celui d'un corps noir. Ce dernier correspond à un corps qui absorbe toute l'énergie qu'il reçoit et qui émet un rayonnement sous l'effet de l'agitation thermique des particules qui le compose. Historiquement parlant, les premiers modèles (celui de Rayleigh-Jeans) des corps noirs prédisaient une énergie

infinie à partir de certaines longueurs d'ondes conduisant à la "catastrophe ultraviolette". Comme nous pouvons le voir sur la Fig. 3.2, le spectre correspondant au rayonnement du corps noir dépend fortement de la température. Max Planck (1858 - 1947, prix Nobel de physique en 1918) démontra que la luminescence (en $\text{W}\cdot\text{m}^{-2}\text{sr}^{-1}\text{Hz}^{-1}$) rayonnement du corps noir $B_\nu(T)$ est relié à la température T et à la fréquence ν via la Loi de Planck (1900) :

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (3.1)$$

avec k la constante de Boltzmann ($1,380 \cdot 10^{-23}$ J/K), c la vitesse de la lumière (299792458 m/s) et h la constante de Planck ($6,626 \cdot 10^{-34}$ kg m² s⁻¹). De plus, la loi de Stefan-Boltzmann donne la puissance totale par unité de surface F , exprimée par :

$$F = \int_0^{+\infty} \pi B_\nu d\nu = \sigma T^4 \quad (3.2)$$

où σ est la constante de Stefan - Boltzmann ($5 \cdot 10^{-8}$ W.m⁻².K⁻⁴). Par conséquent, un corps plus chaud émettra plus d'énergie (à toutes les longueurs d'ondes) qu'un corps avec une température inférieure.

Comme nous pouvons le voir sur la Fig. 3.2, la loi de Planck possède, à une température donnée, une fréquence (ou longueur d'onde) où l'émission est maximale. La Loi de Wien (1893) relie cette la longueur d'onde du maximum λ_{max} (en m) en fonction de la température T (en K) :

$$\lambda_{max} = \frac{2.8987 \cdot 10^{-3} \text{m}\cdot\text{K}}{T} \quad (3.3)$$

Cette loi montre que les corps chauds ont leur maximum de rayonnement vers le bleu tandis que les plus froids vers le rouge.

La luminosité (intrinsèque) de l'étoile est la puissance émanant de la surface de l'étoile par unité de temps (en W). Elle peut être obtenue en intégrant le rayonnement émis par l'étoile sur tout le domaine électromagnétique (F) multiplié par la surface de l'étoile. Grâce à la loi de Stefan-Boltzmann (Eq. 3.2), la luminosité l'étoile (L) peut être reliée à sa température effective T_{eff} (c.f. Sect. 3.4.1) et son rayon R via :

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad (3.4)$$

avec σ étant la constante de Boltzmann.

Cependant, les étoiles ne sont pas des corps noirs à l'équilibre mais plutôt des systèmes ouverts où les photons s'y échappent. Leur échappement relativement lent (à cause des très nombreux épisodes d'absorption et de diffusions auxquels les photons sont soumis entre leur production au cœur de l'étoile et leur échappement de l'étoile) fait que nous pouvons supposer que les étoiles sont à l'équilibre thermodynamique local (nous adopterons l'acronyme anglais LTE pour Local Thermodynamical Equilibrium).

3.1.2 Équilibre Thermodynamique Local

Une étoile est souvent considérée à l'équilibre thermodynamique local tant que les processus de collision dans l'étoile dominant les radiatifs. Ceci a lieu dans des milieux avec

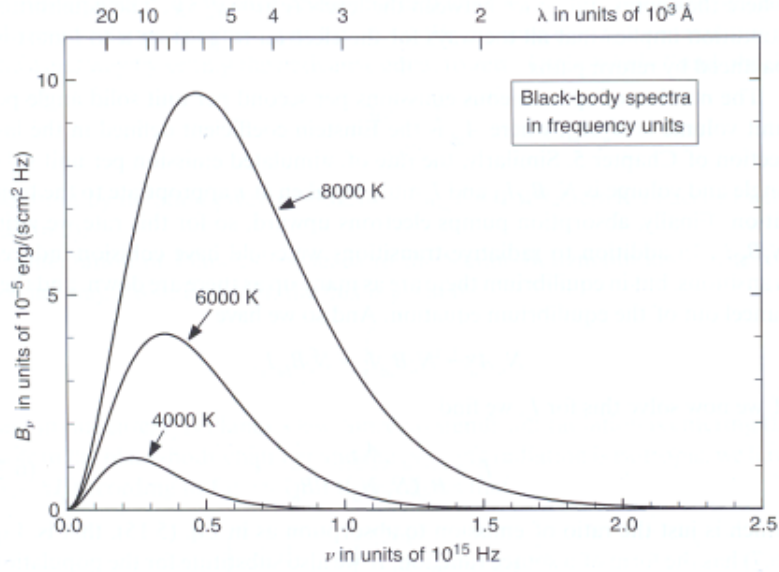


FIGURE 3.2: Fonction de Planck en fonction de la fréquence et pour 3 valeurs de la température (4000K, 5000K et 8000K).

une densité relativement forte. Si le libre parcours moyen de ces particules composant le plasma stellaire est petit comparé à l'échelle typique sur laquelle varie la température, la température locale peut être associée aux propriétés thermodynamiques du plasma. Cette température locale T est utilisée pour déterminer la distribution de vitesses. Cette dernière est donnée, dans le cadre du LTE par la distribution des vitesses de Maxwell $f(v)$:

$$f(v)dv = 4\pi v^2 \left(\frac{m}{2\pi kT} \right)^{3/2} e^{-mv^2/2kT} dv \quad (3.5)$$

avec k la constante de Boltzmann, et m la masse des particules.

D'autre part, la physique statistique montre que, pour un atome donné, les niveaux d'énergie les plus bas sont peuplés de manière exponentielle par rapport à ceux ayant une énergie plus élevée. La fraction de population d'atomes entre un niveau n et un niveau m est donnée par formule de Boltzmann :

$$\frac{N_n}{N_m} = \frac{g_n}{g_m} e^{-(E_n - E_m)/kT} \quad (3.6)$$

où g_n sont les poids statistiques régis par le principe de Pauli (2 électrons ne peuvent pas être dans le même état quantique) et E_n est l'énergie d'excitation du niveau n .

De plus, la loi de Saha-Boltzmann permet d'obtenir le nombre d'ions par rapport au nombre d'atomes de l'espèce neutre :

$$\frac{N^+ n_e}{N} = \frac{2U^+}{U} \frac{(2m\pi kT)^{3/2}}{h^3} e^{-\chi_{ion}/kT} \quad (3.7)$$

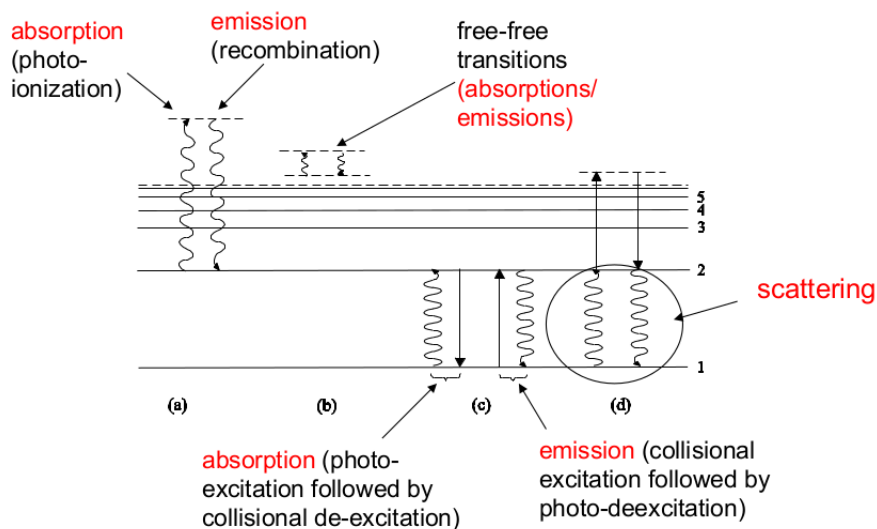


FIGURE 3.3: Mécanismes d'absorption, d'émission et de diffusion résultant de l'interaction entre les photons et les atomes.

où n_e est la densité d'électrons, U^+ et U sont les fonctions de partitions de l'ion et de l'atome neutre, respectivement et χ_{ion} est l'énergie d'ionisation.

3.2 Transfert radiatif dans les étoiles

3.2.1 Opacité

Nous décrivons par la suite l'atmosphère des étoiles comme un milieu opaque d'opacité k_ν (et d'émissivité η_ν que l'on définira plus bas) à la fréquence ν . Cette opacité mesure la capacité de la matière à absorber ou à diffuser les photons (en fonction de leur fréquence), et est liée à différents mécanismes (résumés de manière schématique dans la Fig. 3.3) :

- Les transitions liées-liées : Les atomes absorbent des photons. Leur énergie peut être utilisée pour changer l'état d'excitation d'un électron, à condition d'être exactement égale à la différence entre les états d'énergie initiaux et finaux de l'électron. Les molécules peuvent également absorber des photons via des transitions électroniques mais aussi rotationnelles ou vibrationnelles.
- Les transitions liées-libres : Les atomes absorbent un photon permettant la photo-ionisation d'un électron, qui devient libre à condition que le photon ait une énergie supérieure ou égale à la différence entre l'état d'énergie initial de l'atome et l'état libre. Si l'énergie est supérieure à cette différence, l'électron la transformera en énergie cinétique. Les photons peuvent également dissocier des molécules.
- Les transitions libres-libres : Les photons excitent les électrons en "orbite" non liée (ou hyperbolique) autour d'un atome.
- Les processus de diffusions dûs à l'interaction entre les photons et les électrons libres (diffusion Thomson, diffusion Compton), entre les photons et les atomes ou molécules

(diffusion Rayleigh).

N'ayant qu'un seul état lié (dont l'énergie d'ionisation est de 0.754 eV), l'ion H^- est parmi les principaux contributeurs de l'opacité, via les transitions liées-libres mais également libres-libres (dans les atmosphères d'étoiles ayant une température $\lesssim 10^4 K$). Ces ions sont très présents proche de la surface des étoiles de type FGKM, à cause de la forte présence d'hydrogène neutre capturant des électrons libres provenant de métaux ayant une énergie d'ionisation plus faible que l'hydrogène.

3.2.2 Intensité spécifique

La radiation stellaire est décrite par une quantité physique appelée intensité spécifique I_ν . L'intensité spécifique est la quantité d'énergie émanant d'une surface dA (illustrée sur le panneau gauche de la Fig. 3.4) par unité de temps, dans un domaine spectral variant d'une fréquence ν à $\nu + d\nu$ entre les angles solides Ω et $\Omega + d\Omega$, en traversant la surface $dA' = \cos \theta dA$ où θ est l'angle entre la ligne de visée et la normale. Ses unités sont $\text{erg/s/Hz/cm}^2/\text{sr}$. Considérons un milieu (en géométrie parallèle et plane) d'épaisseur dz , d'opacité k_ν et d'émissivité η_ν , recevant une intensité spécifique I_ν avec un angle θ par rapport à la normale (nous utiliserons la quantité $\mu = \cos \theta$ par la suite). Cette dernière devient $I_\nu + dI_\nu$ après la traversée de ce milieu. Une vue schématique de ces processus est donnée dans le panneau droit de la Fig. 3.4.

En écrivant le budget énergétique, nous pouvons remonter à l'équation de transfert radiatif (indépendante du temps et dans une géométrie plane) qui s'écrit :

$$\mu \frac{dI_\nu(z, \mu)}{dz} = -k_\nu I_\nu(z, \mu) + \eta_\nu \quad (3.8)$$

Le premier terme de cette équation correspond à la radiation soustraite par l'opacité (à cause de l'absorption ou la diffusion des photons). Il est proportionnel à I_ν car la quantité d'énergie absorbée ou diffusée augmente si l'intensité augmente. Le second terme est l'émissivité, correspondant à la radiation rajoutée à I_ν . Les unités de l'émissivité sont erg/Hz/s/ster/g .

Nous définissons la profondeur optique $\tau_\nu(z)$ qui est une quantité sans unité décrivant la transparence du milieu à une fréquence ν entre les profondeurs z et z_{max} (pouvant être la surface de l'étoile comme sur le panneau gauche de la Fig. 3.5). A la surface de l'étoile, nous avons $\tau_\nu = 0$.

$$d\tau_\nu = -k_\nu dz \Leftrightarrow \tau_\nu = - \int_{z_{max}}^z k_\nu(z') dz' \quad (3.9)$$

Les régions les plus externes de l'étoile (avec des profondeurs optiques plus petites que l'unité) sont dites optiquement minces, tandis que les régions les plus profondes (avec des profondeurs optiques plus grandes que 1) sont optiquement épaisses.

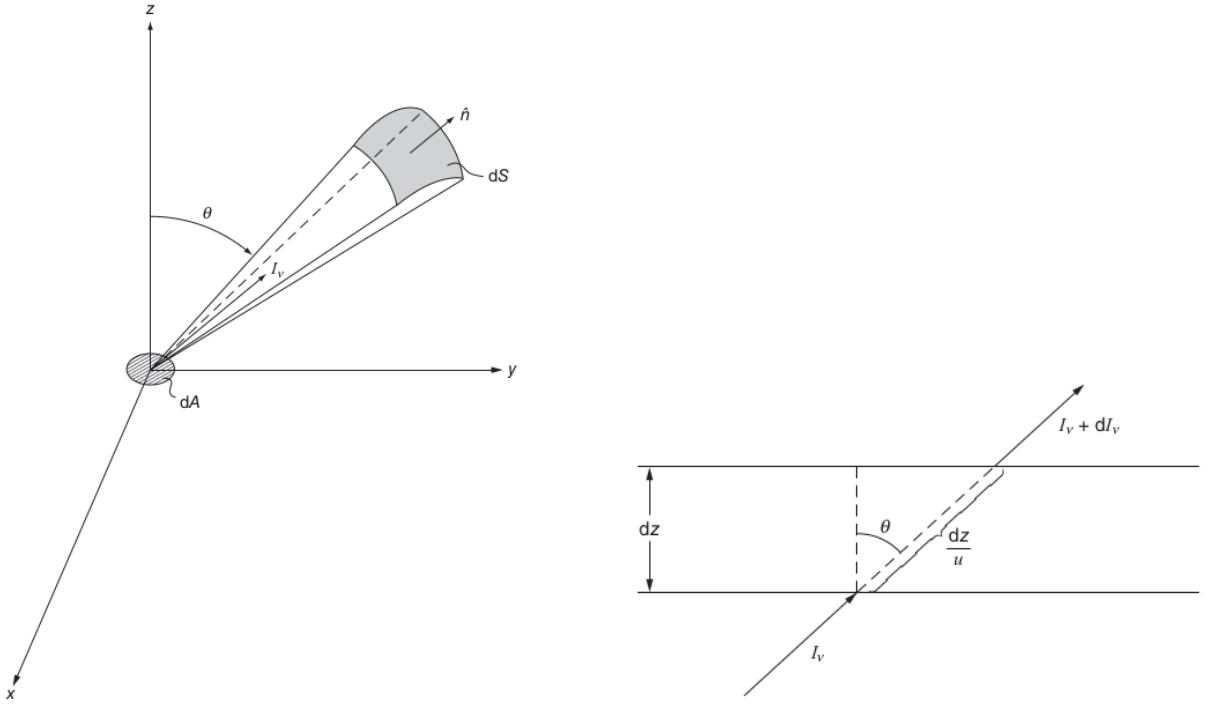


FIGURE 3.4: Panneau de gauche : Vue schématique décrivant l'intensité spécifique I_ν émanant d'une surface dA avec un angle θ par rapport à la normale. Panneau de droite : Vue schématique d'un milieu d'épaisseur dz recevant un rayonnement caractérisé par I_ν avec un angle θ par rapport à la normale. Source : LeBlanc [2010]

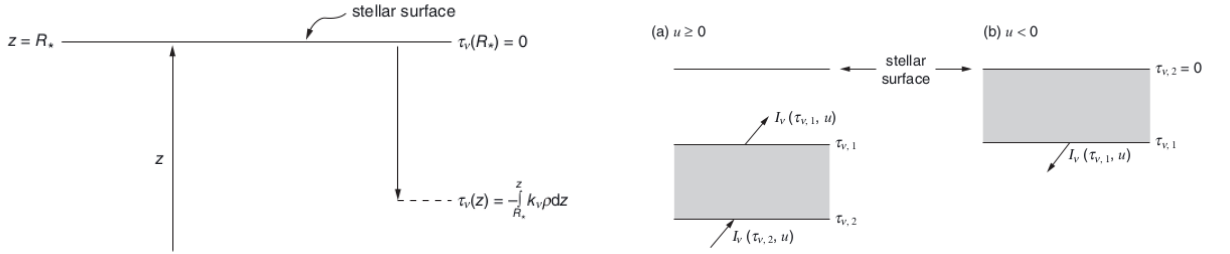


FIGURE 3.5: Panneau de gauche : Illustration de la profondeur optique τ_ν en fonction de la profondeur "géométrique" z de l'étoile. Panneau de droite : Illustration de la solution de l'équation de transfert radiatif pour les directions vers l'extérieur (à gauche) et vers l'intérieur (à droite). Source : LeBlanc [2010]

Nous définissons également la fonction source S_ν :

$$S_\nu(\tau_\nu) = \frac{\eta_\nu(\tau_\nu)}{k_\nu(\tau_\nu)} \quad (3.10)$$

qui sera égale à la fonction de Planck des corps noirs dans le cas du LTE. A noter que la fonction source ne dépend pas de la direction, comme l'opacité et l'émissivité.

L'équation du transfert radiatif (RTE pour Radiative Transfer Equation) devient :

$$\mu \frac{dI_\nu(\tau_\nu, \mu)}{d\tau_\nu} = I_\nu(\tau_\nu, \mu) - S_\nu(\tau_\nu) \quad (3.11)$$

Les solutions de cette équation sont donnée par :

$$I_\nu^+(\tau_\nu, \mu) = \int_{\tau_\nu}^{\infty} S_\nu(t) e^{-\frac{\tau_\nu - t}{\mu}} \frac{dt}{\mu} \quad (3.12)$$

dans le cas de la radiation vers l'extérieur ($\mu \geq 0$) et :

$$I_\nu^-(\tau_\nu, \mu) = - \int_0^{\tau_\nu} S_\nu(t) e^{-\frac{\tau_\nu - t}{\mu}} \frac{dt}{\mu} \quad (3.13)$$

pour une radiation vers l'intérieur de l'étoile ($\mu < 0$, en supposant qu'aucune source extérieure comme la lumière d'autres étoiles vient fournir de l'énergie). Le signe moins assurant le signe positif de I^- quand μ est négatif. Le panneau droit de la Fig. 3.5 montre de manière schématique les solutions de la RTE.

3.3 Formation des raies spectrales

Nous avons vu dans la section précédente comment calculer l'intensité continue de l'étoile. Nous allons voir ici comment peut être calculée l'intensité en prenant en compte les raies spectres produites par l'absorption et l'émission de photons par les atomes se trouvant dans les atmosphères stellaires.

Considérons une raie de fréquence centrale ν_0 (ν sera ici une variable). Soit k_c l'opacité dans le continu et k_l celui de la raie. Ce dernier doit être multiplié par le profil de la raie φ qui dépend fortement de la fréquence ν . L'équation de transfert radiatif (similaire à l'équation 3.8) devient :

$$\mu \frac{dI}{dz} = -(k_c + k_l \varphi(\nu - \nu_0)) I_\nu + (k_c + k_l \varphi(\nu - \nu_0)) B_\nu \quad (3.14)$$

où B_ν est la fonction de Planck. En définissant $d\tau_c = -k_c dz$, nous obtenons :

$$\mu \frac{dI_\nu}{d\tau_c} = \left(1 + \frac{k_l \varphi(\nu - \nu_0)}{k_c} \right) (I_\nu - B_\nu) \quad (3.15)$$

3.3.1 Profondeur optique de la raie

La profondeur optique de la raie (k_l) est donnée par :

$$k_l = n_l \frac{\pi e^2}{m c} g f_{nl} \quad (3.16)$$

avec n_l le nombre d'atomes dans le niveau d'énergie le plus bas (par unité de volume). $g f_{nl}$ est une quantité sans dimension permettant de calculer la probabilité de transition entre les deux niveaux l et n d'un atome considéré et est appelée force d'oscillateur. La force d'oscillateur sera essentielle pour la suite de ce manuscrit et notamment le prochain chapitre, consacré aux listes de raies utilisées pour l'analyse spectrale des étoiles.

3.3.2 Profils d'absorption

Il est important de noter que les raies spectrales possèdent une certaine largeur avec un profil associé. Cet élargissement peut être dû à de nombreux effets.

Élargissement naturel

Cet effet résulte de l'incertitude d'Heisenberg :

$$\Delta E \Delta t \geq \frac{\hbar}{2} \quad (3.17)$$

Cette dernière nous apprend que chaque niveau d'énergie possède une certaine largeur (ΔE) ou une incertitude liée à sa durée de vie (Δt). D'un point de vue schématique (Fig. 3.6), une transition partant du bas du niveau inférieur i vers le haut du niveau supérieur j possède une plus haute fréquence qu'une transition partant du haut du niveau i vers le bas du niveau j . Les atomes dont les électrons sont dans le niveau i peuvent absorber des photons dont la fréquence ν_0 correspond à la différence exacte d'énergie entre les deux niveaux, mais également certaines fréquences autour.

Le profil causé par cet élargissement est donné par une Lorentzienne :

$$\varphi^{(N)}(\nu) = \frac{1}{\pi} \frac{\gamma/4\pi}{(\nu - \nu_0)^2 + (\gamma/4\pi)^2} \quad (3.18)$$

avec γ étant la constante d'amortissement radiatif donnée par :

$$\gamma = \frac{8\pi^2 e^2}{3m_e c \lambda_0^2} \quad (3.19)$$

e étant ici la charge de l'électron ($-1.602 \cdot 10^{-19}$ C), m_e la masse de l'électron ($9,109 \cdot 10^{-31}$ kg), c la vitesse de la lumière et λ_0 la longueur d'onde associée à ν_0 .

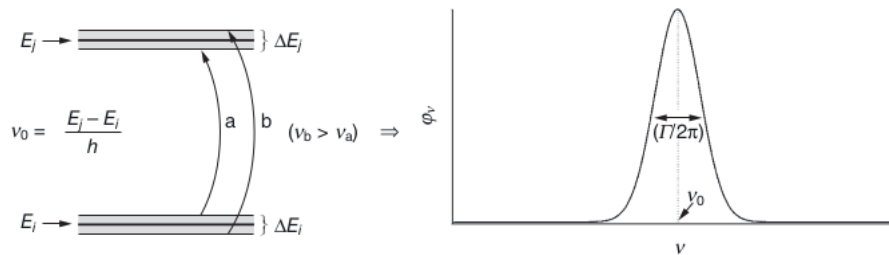


FIGURE 3.6: Illustration de l'impact de la largeur (naturelle) de deux niveaux d'énergie (E_i et E_j) d'épaisseurs ΔE_i et ΔE_j (provenant de l'incertitude d'Heisenberg) sur le profil de la raie. La valeur $\Gamma/2\pi$ est la largeur du profil à la moitié de l'intensité (voir texte pour ne définition de Γ). Source : [LeBlanc \[2010\]](#)

Élargissement dû aux collisions

Le calcul des niveaux d'énergie des atomes ne prend pas en compte les éventuelles collisions. Cependant, ces dernières ne sont pas rares dans les plasmas stellaires, translatant ou divisant les niveaux d'énergie et ainsi contribuant à l'élargissement des raies. A un temps et une profondeur donnés, certains atomes d'une même espèce chimique subissent des collisions tandis que d'autres non. Par conséquent, seule une portion d'entre eux verra ses niveaux d'énergie modifiés par les collisions, causant un élargissement des raies avec un profil similaire au précédent :

$$\varphi^{(P)}(\nu) = \frac{1}{\pi} \frac{\Gamma/4\pi}{(\nu - \nu_0)^2 + (\Gamma/4\pi)^2} \quad (3.20)$$

où Γ est proportionnel à l'inverse du temps caractéristique entre deux collisions et est appelée constante d'amortissement collisionnel.

A noter que l'élargissement naturel et celui du aux collisions va principalement se répercuter sur les ailes des raies, du fait de leur nature Lorentzienne.

Élargissement Doppler

Les deux élargissements précédents sont reliés à la physique atomique et quantique. Cependant, les particules peuvent également avoir un mouvement dans la direction de la ligne de visée (dans le cadre du LTE, la distribution de vitesses de ces particules est donnée par la distribution de Maxwell, Eq. 3.5). Ces particules, dans le référentiel de l'étoile, voient les photons qui sont décalés par effet Doppler par rapport au référentiel d'un observateur, causant un élargissement des raies. Le profil dû à cet effet est un profil Gaussien :

$$\varphi^{(G)}(\nu) = \frac{1}{\sqrt{\pi}\Delta\nu_D} e^{-\left(\frac{\Delta\nu}{\Delta\nu_D}\right)^2} \quad (3.21)$$

où :

$$\Delta\nu_D = \frac{\nu_0}{c} \sqrt{\frac{2kT}{M}} \quad (3.22)$$

avec $M = A m_p$ où m_p est la masse du proton ($1,6726 \cdot 10^{-27}$ kg) et A est le nombre de nucléons de l'espèce considérée et T a température du milieu.

Cet élargissement va principalement agir sur le cœur des raies.

3.3.3 Profil de Voigt

En prenant en compte tous ces effets d'élargissement simultanément, le profil final est le résultat d'une convolution entre un profil Lorentzien et un profil Gaussien (appelé profil de Voigt) :

$$\varphi^{(V)}(\nu) = \frac{1}{\sqrt{\pi}\Delta\nu_D} \frac{a}{\pi} \int_{-\infty}^{\infty} \frac{e^{-y^2} dy}{(x - y)^2 + a^2} \quad (3.23)$$

avec :

$$a = \frac{(\Gamma + \gamma)/4\pi}{\Delta\nu_D} \quad (3.24)$$

La figure 3.7 compare les profils Lorentzien, Gaussiens et de Voigt.

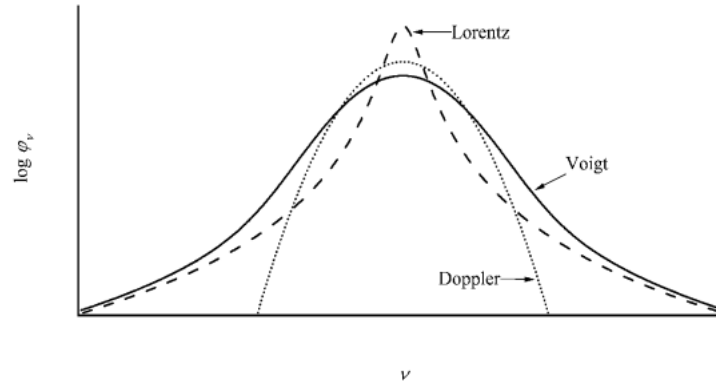


FIGURE 3.7: Comparaison entre les profils Lorentzien, Gaussiens et de Voigt. Source : [LeBlanc \[2010\]](#)

3.3.4 Autres processus d'élargissement

D'autres effets peuvent également être pris en compte dans le cas d'une atmosphère stellaire :

Effet Stark

L'effet Stark est une perturbation des états électroniques dû à la présence d'un champ électrique induit par les particules présentes dans le plasma stellaire. Comme pour l'élargissement causé par les collisions (Sect. 3.3.2), cet effet provoque un décalage ou un éclatement des raies spectrales en plusieurs sous-niveaux. Le profil résultant est une Lorentzienne. A noter que Johannes Stark (1874 - 1957) reçut le prix Nobel de physique en 1919.

Effet Zeeman

Analogue à l'effet précédent, l'effet Zeeman cause une séparation des niveaux d'énergies des atomes sous l'effet d'un champ magnétique. Les composantes individuelles ne pouvant généralement pas être séparées dans les spectres stellaires (à cause d'une différence faible entre les niveaux d'énergie), les raies spectrales individuelles paraîtront plus larges (dont l'élargissement est décrit par un profil Lorentzien). La découverte de cet effet conduit Pieter Zeeman (1865 - 1943) au prix Nobel en 1902.

Structure Hyperfine

La structure hyperfine des raies a été observée dès 1891 par Albert Abraham (1852 - 1931), mais également par Charles Fabry (1867 - 1945) et par Alfred Perot (1863 - 1925) qui l'avaient initialement interprété comme résultat de l'existence d'un moment magnétique intrinsèque du noyau. Nous connaissons maintenant grâce aux travaux fondateurs de Back et Goudsmit en 1920, Fermi, Breit et Racah au début des années 30, Schülter et Schmidt en 1935 et Rabi en 1939 que la structure hyperfine est due à l'interaction entre les moments du noyau et le champ électromagnétique produit par les électrons. Ce dernier est lié au moment cinétique et au spin de l'électron.

Cette interaction a pour effet de démultiplier les niveaux d'énergie et n'est pas à confondre avec le déplacement global des niveaux d'énergie (sans démultiplication) lié à l'effet isotopique (mis en évidence en 1931 par Pauli et Peierls et est causé par une modification de la distribution des charges d'un isotope).

La prise en compte des effets de la structure hyperfine est essentielle pour une détermination précise des abondances chimiques à la surface d'une étoile, notamment lors de l'analyse des spectres ayant une haute résolution spectrale.

Profil instrumental

L'observation de spectres stellaires est accompagnée d'un élargissement des raies causé par la réponse instrumentale du spectrographe qui possède une certaine résolution spectrale. Ce profil peut être en première approximation un profil Gaussien, mais chaque instrument possède son propre profil.

Lie résolution avec largeur profil

Microturbulence

Les mouvements des particules dans les étoiles provoquent un élargissement des raies. Si ce mouvement est faible comparé à l'unité de la profondeur optique, nous dirons que ce sont des mouvements de "microturbulence". Les vitesses se traduisent par une Gaussienne, similaire à l'Eq. 3.21, dont la largeur à mi hauteur $\Delta\nu_D$ est donnée par

$$\Delta\nu_D = \frac{\nu_0}{c} \sqrt{\frac{2kT}{M} + v_{\text{micro}}^2} \quad (3.25)$$

où v_{micro} est la vitesse de microturbulence (v_{micro}) de l'étoile.

Macroturbulence

Lorsque les cellules de turbulence dans la photosphère sont suffisamment grandes pour que les photons y restent coincés un certain temps, il y a des mouvements de "Macroturbulence", causant un élargissement des raies lorsque les cellules de macroturbulence d'une

étoile sont vues simultanément (ce qui est le cas en observant des étoiles non résolues). Dans le cas de mouvements isotropes, le profil de la macroturbulence sur les raies serait une Gaussienne, comme pour la microturbulence. Cependant, les mouvements macroturbulents sont anisotropes avec une composante radiale et une composante tangente à la ligne de visée. L'élargissement des raies est donc décrit par un profil Radial-Tangent [Gray, 1975] (qui est bien différent d'une Gaussienne comme nous pouvons le noter sur la Fig. 3.8) :

$$\frac{A_R}{\sqrt{\pi}\zeta_R \cos \theta} e^{-\frac{\Delta^2 \lambda}{\zeta_R^2 \cos^2 \theta}} + \frac{A_T}{\sqrt{\pi}\zeta_T \sin \theta} e^{-\frac{\Delta^2 \lambda}{\zeta_T^2 \sin^2 \theta}} \quad (3.26)$$

où A_R et A_T sont la fraction de l'atmosphère stellaire ayant un mouvement radial et tangent, respectivement. ζ_R et ζ_T sont les vitesses de macroturbulence radiale et tangente. La plupart des études sont faites avec $A_R = A_T$ et $\zeta_R = \zeta_T$

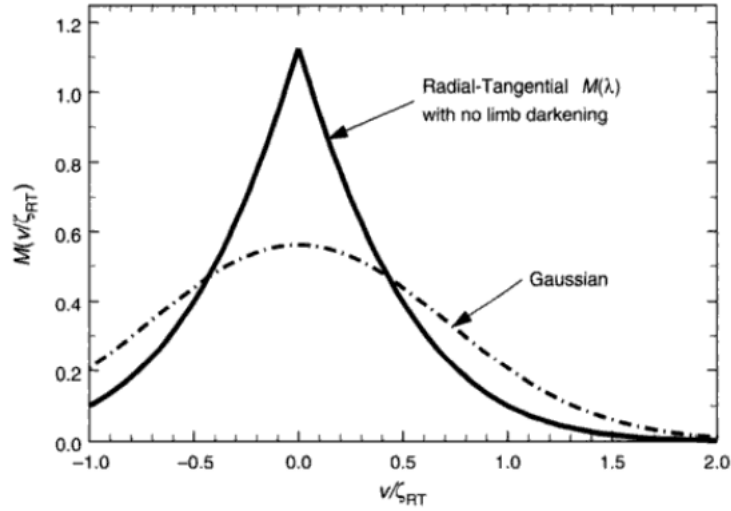


FIGURE 3.8: Comparaison entre un profil Gaussien et Radial-Tangent. Source : Gray [2005]

La figure 3.9 montre l'impact de la vitesse de macroturbulence sur un spectre synthétique. Ce dernier est celui du Soleil (aucune vitesse de rotation n'a été ajoutée pour calculer ces spectres). Nous voyons que plus la vitesse de macroturbulence est forte, plus les raies sont élargies et peu profondes.

La vitesse de macroturbulence est corrélée avec la température et la gravité de surface. Il existe plusieurs relations empiriques comme celle de Doyle et al. [2014]. La macroturbulence étant difficile à séparer de la rotation stellaire, les auteurs se sont basés sur des données astérosismologiques pour obtenir la vitesse de rotation et déduire la vitesse de macroturbulence ζ_{RT} sur 28 étoiles de la séquence principale (définie entre 5200 et 6400 K et pour des valeurs de $\log(g)$ comprises entre 4.0 et 4.6) :

$$\zeta_{RT} = 3.21 + 2.33 \cdot 10^{-3} (T_{\text{eff}} - 5777) + 2.00 \cdot 10^{-6} (T_{\text{eff}} - 5777)^2 - 2.00 (\log(g) - 4.44) \quad (3.27)$$

Cette relation semble avoir des v_{macro} comparables à celles de [Valenti and Fischer,

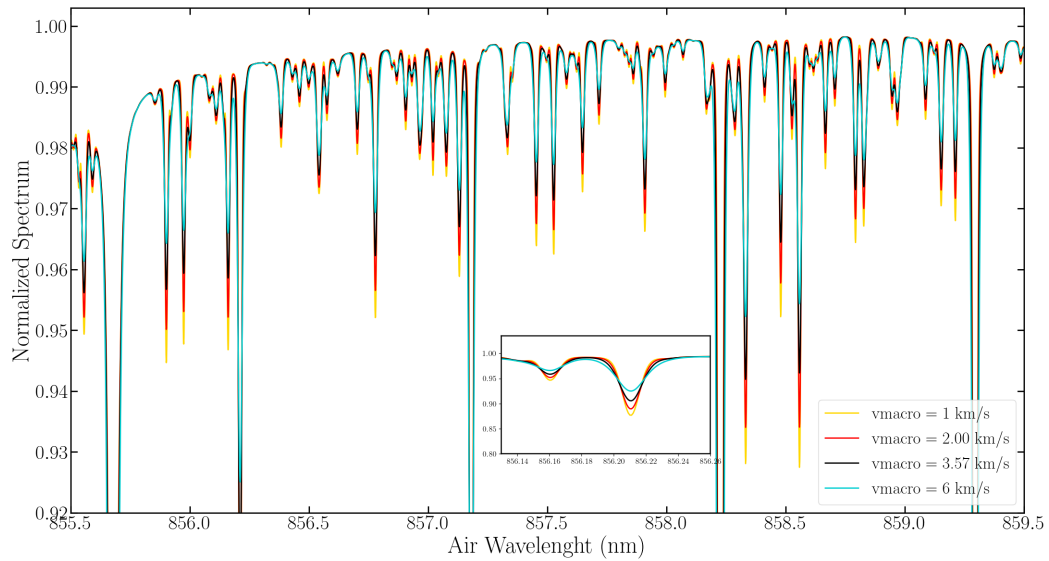


FIGURE 3.9: Spectre synthétique du Soleil (calculé avec les outils décrits dans le Chapitre 5 et les paramètres de la Tab. 4.1, à l'exception de la vitesse de rotation fixée à 0.00 km/s) dégradé à $R \sim 100\,000$ (avec un profil Gaussien) et convolué avec un profil Radial-Tangent pour quatre vitesses de macroturbulence (0, 2, 3.57 et 6 km/s).

2005], bien qu'une différence systématique existe (qui pourrait provenir du fait que Doyle et al. [2014] utilise des raies fortes et des raies faibles, tandis que les v_{macro} de Valenti and Fischer [2005] proviennent uniquement de raies faibles, ou encore que Valenti and Fischer [2005] considèrent $v_{\sin i} = 0$). De plus, les v_{macro} provenant de formule proposée par Bruntt et al., [2010] semblent être trop fortes d'un facteur 2. Selon Takeda and UeNo [2017], cette différence s'explique par le fait que Bruntt et al. [2010] utilise une v_{macro} provenant d'un profil Gaussien (utilisée par les physiciens Solaires jusque dans les années 70) et non pas Radiale-Tangente (utilisée depuis Gray [1975]) comme Doyle et al. [2014] ou Valenti and Fischer [2005].

Il existe également des relations pour la macroturbulence pour les étoiles géantes également comme celles de Hekker and Meléndez [2007] (prenant en compte les classes de luminosité des étoiles) ou celle de Brewer et al. [2015].

Enfin, la détermination de la vitesse de macroturbulence peut également être difficile car il faut la séparer de la vitesse de rotation de l'étoile, causant également un élargissement des raies. Une formule reliant ses quantités a été proposée par dos Santos et al. [2016].

Rotation

Enfin, la rotation de l'étoile impacte fortement les raies, à cause du décalage Doppler des différentes régions de l'étoile au cours de sa rotation. Vu depuis un observateur (Fig. 3.10), une partie de la radiation sera décalée vers le bleu, tandis que l'autre sera décalée vers le

rouge. Les raies des étoiles apparaissent donc élargies. Cependant, l'effet de la rotation sur les raies dépend de l'angle de l'axe de rotation par rapport à la ligne de visée de l'observateur. Si l'axe de rotation pointe directement vers la ligne de visée de l'observateur, alors aucun élargissement ne sera vu sur les raies car le mouvement des atomes à la surface de l'étoile est perpendiculaire à la ligne de visée. D'autre part, la vitesse de rotation que nous définissons ici est $v \sin i$, où i est l'angle entre la ligne de visée et l'axe de rotation de l'étoile et V étant la vitesse de rotation à l'équateur, peut s'écrire :

$$c_1 \sqrt{1 - \frac{\Delta\lambda^2}{\Delta\lambda_L^2}} + c_2 \left(1 - \frac{\Delta\lambda^2}{\Delta\lambda_L^2}\right) \quad (3.28)$$

avec c_1 et c_2 des constantes et $\Delta\lambda_L^2$ est le décalage maximal en longueur d'onde.

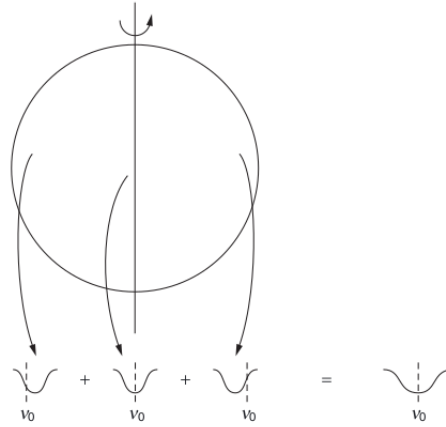


FIGURE 3.10: Illustration de l'impact de la rotation d'une étoile sur l'élargissement des raies de son spectre. Source : [LeBlanc \[2010\]](#)

De manière analogue à la figure 3.9, la figure 3.11 montre l'impact de la vitesse de rotation sur le spectre du Soleil (sans impact de la macroturbulence). Nous remarquons que plus la vitesse de rotation de l'étoile augmente, plus les raies sont larges et risquent de se mélanger avec leur voisines. Pour de très fortes valeurs de $v \sin i$ (18 km/s), nous voyons que les raies sont fortement mélangées.

D'un point de vue mathématique, la rotation agit comme une convolution par un profil particulier (ni Gaussien, ni Lorentzien ni Voigt) donné par :

3.3.5 Formation des raies en fonction de la profondeur de l'atmosphère

Comme nous pouvons le voir sur la Fig. 3.12, le profil (et la force) des raies est relié à leur formation dans l'atmosphère stellaire. Le cœur des raies est composé de photons issus des régions proche de la surface (à faible profondeur optique) tandis que, pour les ailes, ce sont les couches plus profondes de l'atmosphère qui contribuent.

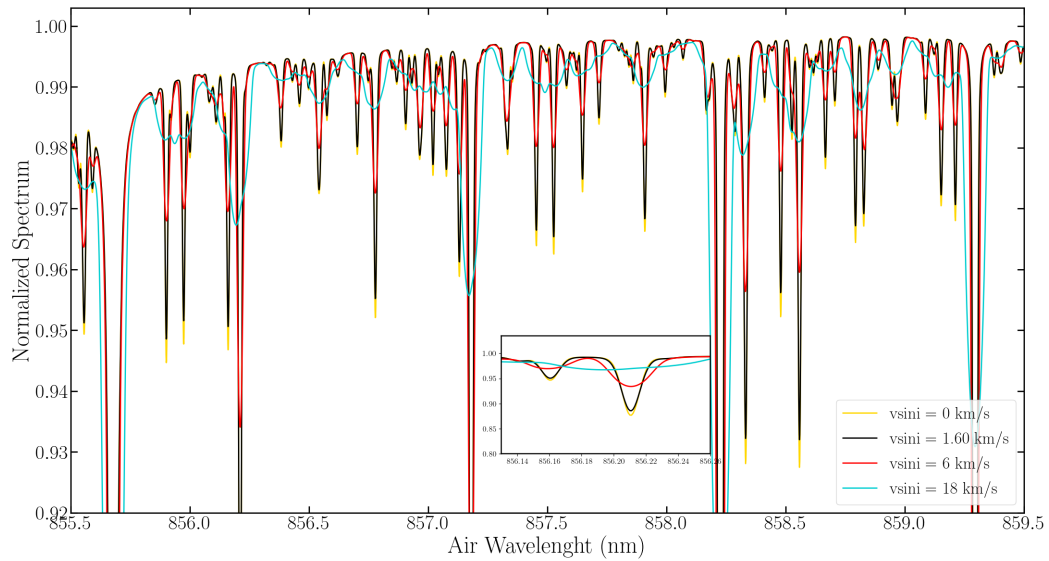


FIGURE 3.11: Identique à la Fig. 3.9 mais avec aucune vitesse de macroturbulence et quatre valeurs de $v_{\sin i}$ (0, 1.60, 6 et 18 km/s).

Les raies faibles possèdent une opacité bien plus faible que l’opacité du continu. Elles sont dites optiquement fines. Le flux au centre des raies est plus faible qu’au niveau du continu puisque le rayonnement proche du centre de la raie provient de régions moins profondes que pour le continu. L’opacité est plus forte au niveau du cœur qu’au niveau des ailes de la raie Le rayonnement des différentes parties de la raie provient de différentes profondeurs dans l’atmosphère stellaire.

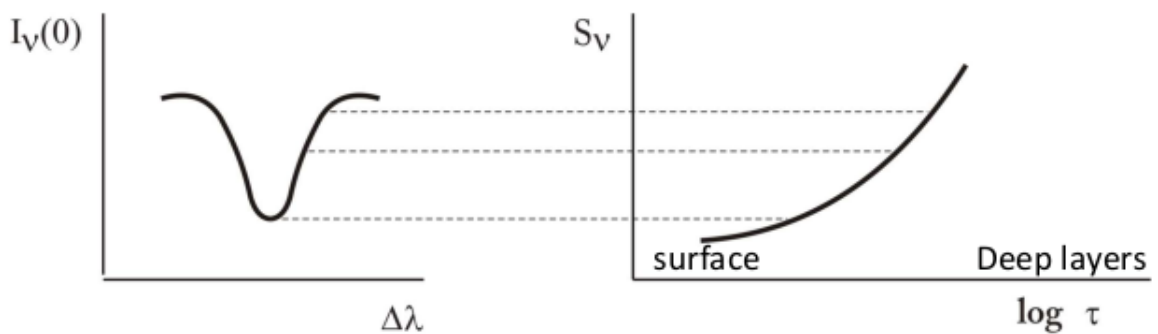


FIGURE 3.12: Relation entre le profil d’une raie et la profondeur de sa formation dans l’atmosphère de l’étoile.

3.4 Détermination des paramètres stellaires

L'analyse spectroscopique et photométrique de la lumière des étoiles permet l'obtention de leurs paramètres fondamentaux comme la température effective et la gravité de surface.

3.4.1 Température Effective

La température effective (T_{eff}) est par définition la température de la photosphère stellaire correspondant à l'émission d'un corps noir à toutes les longueurs d'ondes. A noter que la T_{eff} est également la température à la profondeur optique $\tau = 2/3$ et n'est donc pas la température de la surface, qui correspond à $\tau = 0$. Elle joue un rôle crucial dans l'apparition ou non de certaines raies spectrales mais également dans les processus d'excitation (Eq. 3.6) et d'ionisation (Eq. 3.2). Nous présentons ici une liste non-exhaustive de méthodes pour déterminer T_{eff} (notamment sur les étoiles de type FGK).

Flux Bolométrique

En appliquant la loi de Stefan-Boltzmann (Eq. 3.2), il est possible d'obtenir la température effective de l'étoile en fonction de son flux intégré sur tout le spectre :

$$T_{\text{eff}} = \frac{\sqrt[4]{\int_0^{+\infty} F_{\nu} d\nu / \sigma}}{\sqrt{\theta_R}} \quad (3.29)$$

où θ_R est le diamètre angulaire de l'étoile, qui peut être obtenu via diverses méthodes (comme l'interférométrie, les éclipses d'étoiles binaires ...).

Cette méthode est très efficace et très précise avec des erreurs de l'ordre de 50 K [Boyan et al., 2012a,b, Karovicova et al., 2018]. Cependant, la détermination des diamètres angulaires est relativement difficile sur les étoiles naines [White et al., 2018] et ne peut se concevoir que pour des étoiles relativement proches.

Température photométrique

Une autre façon de remonter à T_{eff} est d'utiliser l'indice de couleur (par exemple B - V) [Boehm-Vitense, 1981, 1982, Schweitzer et al., 2002], comme nous pouvons le voir sur la Fig. 3.13.

Nous remarquons deux régimes : le premier pour $(B - V) < 0$ et l'autre pour $(B - V) > 0$, l'un correspondant aux étoiles froides :

$$\log T_{\text{eff}} = 3.981 + 0.142(B - V) + 16.3618(B - V)^2 + 81.8910(B - V)^3 + 161.5075(B - V)^4 \quad (3.30)$$

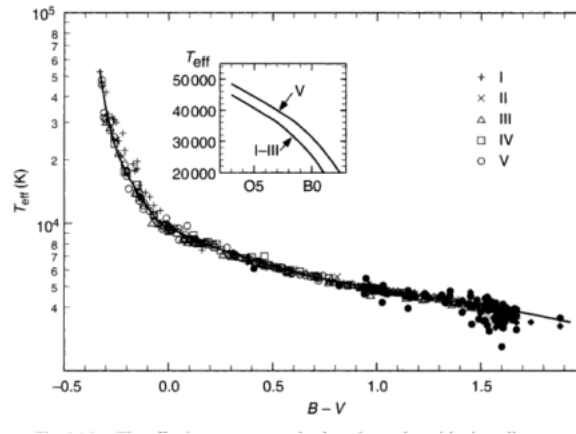


FIGURE 3.13: Relation entre la température effective (en échelle logarithmique) et l'indice de couleur ($B - V$). Source : [Gray, 2005, Flower, 1996]

et l'autre aux étoiles plus chaudes :

$$\log T_{\text{eff}} = 3.981 - 0.4728(B - V) - 0.2434(B - V)^2 - 0.0620(B - V)^3 \quad (3.31)$$

Plusieurs relations existent et parmi les plus récentes et utilisées, nous pouvons citer celles de Casagrande et al. [2010], Ramírez and Meléndez [2005], Alonso et al. [1996], prenant en compte les types spectraux ainsi que les métallicités. A noter que cette méthode dépend cependant fortement du traitement de l'extinction, de la calibration des flux [Casagrande et al., 2010] ou peut être erronée pour certaines étoiles particulières comme les étoiles carbonées (dont la nature est difficile à connaître uniquement avec des données photométriques ...).

Profondeur des raies

Le panneau gauche de la figure 3.14 montre le rapport entre la profondeur au coeur d'une raie de V I située à 6251.83 Å (dans l'air) et une raie de Fe I localisée à 6252.57 Å (dans l'air) en fonction de l'indice de couleur ($B - V$). En convertissant l'indice de couleur en température effective (avec une relation semblable à celle évoquée plus haut), il est possible de relier la température effective en fonction du rapport entre la profondeur des raies. Il peut en être déduit une relation polynomiale [Gray and Johanson, 1991] :

$$T_{\text{eff}} = 6660.5 - 9941.7R + 35297.7R^2 - 67336.1R^3 + 61565R^4 - 21767R^5 \quad (3.32)$$

Cette méthode permet de déterminer des températures effectives avec une précision de l'ordre de 10 K [Casagrande et al., 2010, Gray and Johanson, 1991], mais dépend également fortement de la calibration des flux.

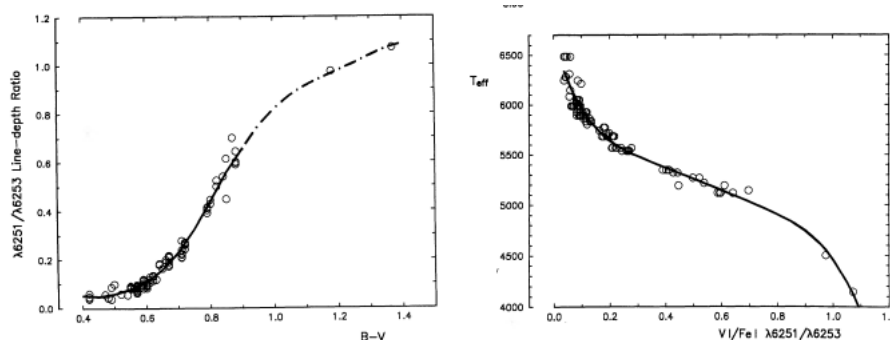


FIGURE 3.14: Rapport des flux au centre de deux raies (6251.83 \AA et 6252.57 \AA) en fonction de l'indice de couleur ($B - V$) à gauche et en fonction de la température effective (à droite). Source : [Gray and Johanson \[1991\]](#)

Equilibre d'excitation

En se basant sur l'équation de Boltzmann (Eq. 3.6), la T_{eff} est déterminée de sorte à ce que les abondances provenant des raies de Fe I ne dépendent plus des potentiels d'excitation. Cette technique repose sur la forte dépendance des raies de Fe I (qui sont très nombreuses dans le spectre du domaine visible des étoiles de type FGK) avec la température. Cette méthode est très précise (incertitudes de l'ordre de 50K) bien que les raies de Fe I puissent être sujet à d'importants effets NLTE.

Cette méthode se base sur la mesure de largeurs équivalente des raies (Sect. 3.6.2). Lorsque elle sont mesurées, la T_{eff} est déterminée de sorte à ce que la courbe de croissance de l'abondance perde sa corrélation avec le potentiel d'excitation. La T_{eff} peut également être mesurée par synthèse spectrale (Sect. 3.6.3) et est déterminée en choisissant le spectre synthétique permettant d'obtenir le meilleur accord (pour toutes les raies) avec un spectre observé.

A noter que cette méthode a été par exemple employée par [Bensby et al. \[2014\]](#) sur des étoiles de types Solaires. L'inclusion d'effets NLTE peut conduire à des différences de températures effectives de l'ordre de 30 K. Enfin, cette technique peut être réalisée avec d'autres éléments (comme Si, Ca, Ti).

Raies de l'hydrogène

La température effective peut aussi être déterminée grâce aux fortes raies de Balmer de l'hydrogène (qui sont très sensibles à la température) mais une détermination du continu fiable du spectre de l'étoile est nécessaire. [\[Fuhrmann, 2008\]](#). Les températures déterminées par cette méthode sont sensibles aux modèles et des modèles 3D (incluant des effets NLTE) sont nécessaires [\[Barklem, 2007, Amarsi et al., 2018\]](#). La largeur des raies de Balmer indique que leur formation est faite dans les couches plus profondes de l'atmosphère stellaire, où les mouvements de convection sont très importants. Par conséquent, la granulation a également un impact sur la précision de la mesure [\[Asplund, 2005, Ludwig et al., 2009\]](#).

Il est également possible de remonter à la température d'étoiles de la séquence principale avec $T_{\text{eff}} < 10000\text{K}$ en regardant le gradient entre le flux du continu de Paschen entre 4000 \AA (F_{4000}) et 7000\AA (F_{7000}) :

$$\frac{\partial \log(F_{4000}/F_{7000})}{\partial \log T_{\text{eff}}} \sim 2.3 \quad (3.33)$$

Cette mesure semble être moins sensible aux effets NLTE et les raies de Paschen sont peu sensibles à la gravité de surface [Gray, 2005].

3.4.2 Gravité de surface

La gravité de surface (g) est définie comme étant :

$$g = \frac{GM}{R^2} \quad (3.34)$$

avec G la constante gravitationnelle, M et R la masse et le rayon de l'étoile, respectivement. Nous utiliserons le logarithme de cette expression pour décrire la gravité de surface ($\log(g)$), qui est reliée à la pression dans l'atmosphère stellaire.

Gravité de surface astrométrique

La surface de gravité peut alors être obtenue si la masse et le rayon de l'étoile sont connus. Le rayon peut être déterminé à partir de la mesure de la parallaxe et du diamètre angulaire de l'étoile. La mesure de la masse des étoile est plus complexe. Une manière de l'obtenir est d'utiliser les modèles d'évolution stellaires [Heiter et al., 2015a].

De plus, en utilisant la loi de Stefan-Boltzmann (Eq. 3.2), une détermination de $\log(g)$ peut être faite en connaissant T_{eff} (qui peut être obtenue par une des méthodes évoquées plus haut), la magnitude apparente de l'étoile (m), le flux bolométrique (le flux sur tout le rayonnement électromagnétique) et ses corrections bolométriques (BC), ainsi que l'extinction qui influe sur la magnitude absolue M_K . La surface de gravité de l'étoile peut alors être obtenue en calculant [Roederer et al., 2014] :

$$\log(g) = 0.4(M_K + BC_K - M_{bol,\odot}) + \log(g)_{\odot} + 4\log(T_{\text{eff}}/T_{\text{eff},\odot}) + \log(M/M_{\odot}). \quad (3.35)$$

où $M_{bol,\odot} = 4.74$, $T_{\text{eff},\odot} = 5780 \text{ K}$, $\log(g)_{\odot} = 4.44$ et $M_{\odot} = 1.988.10^{30} \text{ kg}$.

Saut de Balmer

De manière analogue à la mesure de la température, la discontinuité du spectre due aux raies de Balmer peut être utilisée pour déterminer la gravité de surface, dans les étoiles dont la température effective dépasse les 6500 K [Bless, 1960]. Cependant, le nombre d'électrons libres affecte fortement la forme des raies de Balmer.

Ailes de raies fortes

Comme nous pouvons le voir sur la Fig. 3.15, les ailes des raies d'hydrogène sont très sensibles à la gravité de surface. Elles sont utilisées comme des indicateurs de la luminosité stellaire [Hulburt, 1924, Elvey and Struve, 1930, Abt et al., 1968].

D'autres raies fortes (comme Ca II H et K) peuvent également être utilisées mais une connaissance préalable de l'abondance de ces éléments est nécessaire.

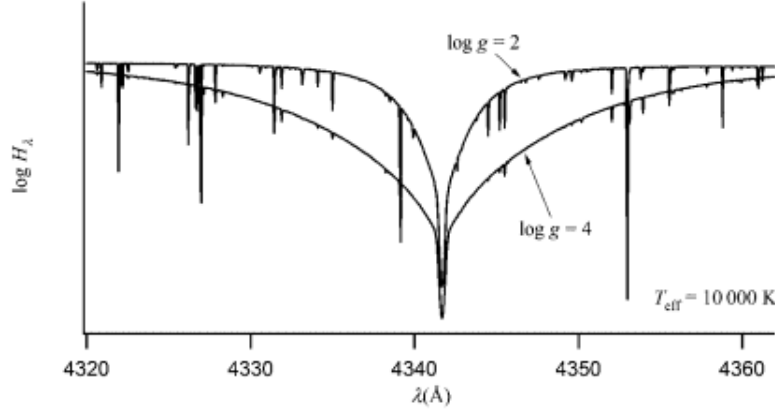


FIGURE 3.15: Raie de H_γ d'une étoile dont $T_{\text{eff}} = 10\,000\text{ K}$ avec $\log(g) = 2$ et $\log(g) = 4$. Source : LeBlanc [2010]

Raies faibles : balance d'ionisation

La force des raies ionisées du Fer est sensible à la pression dans l'atmosphère. Il est donc possible de déterminer $\log(g)$ en forçant l'abondance dérivée par les raies de Fe I à être égale à celle des raies de Fe II, de manière analogue à la méthode de l'équilibre d'excitation pour déterminer T_{eff} mais en utilisant ici la relation de Saha (Eq. 3.2). Cette méthode est très populaire et les erreurs typiques associées sont de l'ordre de 0.1 dex.

Astérosismologie

Les modes de fréquence de l'oscillation des étoiles est directement reliée à T_{eff} et $\log(g)$ [Chaplin and Miglio, 2013] et conduisent à des erreurs très faibles sur la gravité de surface, de l'ordre de 0.01. Ces modes de fréquence peuvent être obtenus par des missions spatiales comme Kepler [Borucki et al., 2010], K2 [Howell et al., 2014], CoRoT [Michel et al., 2008]. Par exemple, la gravité de surface $\log(g)$ peut être obtenue grâce à l'équation 3.34 où la masse de l'étoile est donnée par :

$$\frac{M}{M_\odot} \sim \left(\frac{\nu_{\text{max}}}{\nu_{\text{max},\odot}} \right)^3 \left(\frac{\langle \Delta\nu \rangle}{\Delta\nu_\odot} \right)^{-4} \left(\frac{T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff},\odot}} \right)^{3/2} \quad (3.36)$$

et

$$\frac{R}{R_{\odot}} \sim \left(\frac{\nu_{max}}{\nu_{max,\odot}} \right) \left(\frac{\langle \Delta\nu \rangle}{\Delta\nu_{\odot}} \right)^{-2} \left(\frac{T_{eff}}{T_{eff,\odot}} \right)^{1/2} \quad (3.37)$$

où ν_{max} est la fréquence de l'oscillation maximale et $\Delta\nu$ est la séparation de fréquence moyenne. $\nu_{max,\odot} = 3140.0 \mu\text{Hz}$, $\langle \Delta\nu \rangle_{\odot} = 135.03 \mu\text{Hz}$ et $T_{eff} = 5777\text{K}$ [Pinsonneault et al., 2014].

A noter que des relations directes entre la T_{eff} , $\log(g)$ et ν_{max} ont été proposées [Chaplin and Miglio, 2013, Kjeldsen and Bedding, 1995] :

$$\frac{g}{g_{\odot}} = \left(\frac{\nu_{max}}{\nu_{max,\odot}} \right) \left(\frac{T_{eff}}{T_{eff,\odot}} \right)^{1/2} \quad (3.38)$$

Ces paramètres peuvent être également affinés en prenant en compte la composition chimique de l'étoile [Gai et al., 2011].

3.5 Méthodes de paramétrisation stellaire automatiques

Avec l'avènement des grands relevés spectroscopiques (Sect. 1.4), le besoin d'automatisation pour la détermination des paramètres physico-chimiques des étoiles est devenu crucial. Dans cette section, nous décrivons brièvement les différentes méthodes de paramétrisation. Une revue plus complète se trouve dans Recio-Blanco [2014].

Les méthodes de paramétrisation automatiques reposent sur la minimisation de la fonction distance D définie comme :

$$D = \sum_{j=1}^J |O(i) - M(i)|^2 \quad (3.39)$$

où O désigne le spectre observé tandis que M le spectre de référence. Cette fonction est définie sur les J points des spectres. Chaque modèle de référence avec une valeur de D plus petite qu'un seuil défini au préalable peut être une potentielle solution. Il y a 3 méthodes principales : les méthodes d'optimisation, de projection et de classification.

3.5.1 Méthodes d'optimisation

Cette méthode repose sur le calcul de D (pour chaque modèle de référence d'une grille de spectres). La précision de cette méthode repose sur le pas de grille adopté mais également par le bruit du spectre observé dont certaines signatures peuvent être interprétées à tort comme des raies.

Cependant, cette méthode demande beaucoup de temps de calcul. Afin de le réduire, divers algorithmes peuvent être adoptés comme ceux de Gauss-Newton (implémenté dans le code GAUGUIN [Bijaoui, 2012]) ou Levenberg-Marquadt [Moré, 1978]. Ces algorithmes

recherchent dans l'espace des paramètres, la direction ayant le gradient le plus négatif en fonction de la distance. Une fois cette direction identifiée, l'algorithme recalcule de manière itérative ce gradient après avoir modifiés les paramètres, jusqu'à la convergence vers les solutions des paramètres.

Les exemples de codes utilisant des méthodes d'optimisation sont nombreux : FERRE (utilisé dans APOGEE, [Allende-Prieto and Apogee Team, 2015]), SME [Valenti and Piskunov, 1996], GALA [Mucciarelli et al., 2013], iSpec [Blanco-Cuaresma et al., 2014] SP_Ace (Stellar Parameters And Chemical abundances Estimator [Boeche and Grebel, 2016]), FAMA (Fast Automatic MOOG Analysis, [Magrini et al., 2013]), SPADES [Posbic et al., 2012], MyGIs-FOS [Sbordone et al., 2014], FASMA [Tsantaki et al., 2018]. Nous pouvons également citer GAUGUIN qui a été adopté pour l'analyse chimique des spectres Gaia/RVS par le module *GSP-Spec* (Chap. 5).

3.5.2 Méthodes de projection

Ce type de méthode requière une phase d'entraînement pendant laquelle un ensemble de vecteurs de projection est calculé. Ces derniers contiennent les signatures spectrales les plus importantes permettant d'obtenir les paramètres atmosphériques et peuvent être ajustés de façon à prendre en compte le bruit du spectre observé [Recio-Blanco, 2014].

Ensuite, durant la phase d'application, cet espace des paramètres est déterminé en appliquant un produit scalaire entre ces vecteurs et les observations. MATISSE (qui est employé pour déterminer les paramètres atmosphériques dans la Gaia DR3 et le projet AMBRE) et MOPED (Massively Optimized Parameter Estimation and Data compression method, [Heavens et al., 2000]) reposent sur cette méthode de projection.

3.5.3 Méthodes de classification

Cette méthode considère chaque modèle de la grille de référence comme une classe à part entière et se base sur une phase d'entraînement comme pour les méthodes de projection. Durant cette dernière, des règles de reconnaissance sont établies en utilisant la grille de référence. Les méthodes de classification sont utilisées sous formes d'arbre de décisions comme avec le code DEGAS [Bijaoui, 2012] ou d'ANN (Artificial Neural Networks [Recio-Blanco et al., 2022, Leung and Nomoto, 2019, Bailer-Jones, 2000, Snider et al., 2001]).

3.6 Détermination des abondances chimiques

Il existe principalement deux manières d'obtenir des abondances chimiques : l'utilisation des largeurs équivalentes (nous utiliserons l'acronyme anglais EW pour Equivalent Width) et la synthèse spectrale. Nous nous plaçons ici dans le cadre de l'équilibre hydrostatique et du LTE, bien que des outils NLTE et/ou résolvant les équations d'hydrodynamique existent. Ces outils NLTE sont difficiles à utiliser pour des millions de spectres, comme dans

le cas de la mission Gaia.

3.6.1 Les outils

Les deux méthodes ont besoin de certains ingrédients comme des codes de transfert radiatif, des modèles d'atmosphère stellaires, ou encore des listes de raies précises. Ces ingrédients sont donnés dans cette section :

Code de transfert radiatif

Il existe plusieurs codes pour résoudre le transfert radiatif (Sect 3.2) : MOOG [Snedden, 1973], SYNTH [Piskunov, 1992], SPECTRUM [Gray, 1999] ou encore TUROSPECTRUM [Alvarez and Plez, 1998, Plez, 2012]. C'est ce dernier qui sera utilisé pour la suite de cette thèse.

Modèles d'atmosphère

Les modèles d'atmosphère décrivent l'évolution de quantités physiques comme la température, la pression électronique, la pression du gaz et de l'opacité en fonction de la profondeur géométrique (et/ou profondeur optique) de l'atmosphère.

En supposant le rayon de l'atmosphère petit devant le rayon total de l'étoile, les atmosphères stellaires peuvent être vues comme étant divisées en de nombreuses (typiquement entre 50 et 100) couches planes et parallèles (cela n'est pas valable pour les étoiles géantes, où une approche sphérique sera préférée). Pour chacune d'entre elles, les paramètres physiques vont être calculés. Ces couches sont généralement choisies afin de bien échantillonner la profondeur optique, qui est en général dans la partie visible du spectre.

Grâce à la découverte de l'importance des ions H^- dans l'opacité du continu du Soleil, le premier modèle photosphérique fut celui de [Strömgren, 1940]. La majorité des modèles sont calculés à 1D en supposant le LTE (ATLAS9 [Castelli and Kurucz, 2003], PHOENIX [Allard and Hauschildt, 1995, Husser et al., 2013], MARCS [Gustafsson et al., 2008]), bien que de plus en plus de modèles soient faits en 3D comme les grilles STAGGER [Magic et al., 2013], CO5BOLD [Freytag et al., 2012], CIFIST [Ludwig et al., 2009] ou encore une partie des modèles PHOENIX.

Référence d'abondances Solaires

L'étude de la composition du Soleil remonte à la fin du XIX^e siècle pour l'étude météorologique des chondrites CI (les météorites les plus anciennes) et à l'entre-deux-guerres pour une étude complète du Soleil avec les travaux fondateurs de Cecilia Payne-Gaposchkin, repris par Russell [1929] qui fit une courbe des abondances en fonction du numéro atomique. Plusieurs études reprirent cette courbe [Suess and Urey, 1956, Brown, 1949, Goldberg et al.,

1960] avec différentes techniques employées comme la courbe de croissance [Minnaert and Mulders, 1931] détaillé ci-dessous.

L'amélioration des modèles d'atmosphère Solaire et des données atomiques conduisent à un meilleur accord entre les abondances photosphériques et météoritiques [Grevesse and Noels, 1993, Grevesse et al., 1995], à l'exception de certains éléments légers (comme le Li) mentionnés dans la Sect. 2.4.1, des gaz nobles comme le néon et l'argon qui n'ont pas de raies dans les spectres (domaine visible) de la photosphère, mais également des 6 éléments les abondants dans l'atmosphère Solaire (H, He, C, N, O), qui sont sous-abondants dans les météorites car partiellement détruits par différents processus.

De nos jours, les principales abondances Solaires utilisées sont Grevesse and Sauval [1998] avec des modèles 1D, Asplund et al. [2009], Grevesse et al. [2007], Asplund et al. [2021] pour les modèles 3D et Lodders et al. [2009], Lodders [2003] pour les abondances météoritiques.

Liste de raies

Le dernier ingrédient indispensable et auquel est dédié un chapitre de ce manuscrit (Chap. 4) consiste en une liste atomique et moléculaire de raies. D'importantes bases de données avec des millions de raies comme VALD (Vienna Atomic Line Database [Piskunov et al., 1995, Ryabchikova et al., 2015] ou NIST¹ (National Institute of Standards and Technology Atomic Spectra Database) existent. De plus, certaines liste de raies optimisées comme celle de Kurucz [2011] et la liste de raies développée dans le cadre du Gaia-ESO survey [Heiter et al., 2021] sont disponibles dans la littérature.

3.6.2 Largeur équivalente

La largeur équivalente W_λ d'une raie est la largeur d'une raie rectangulaire hypothétique absorbant la même quantité de rayonnement que la raie étudiée, comme le montre le panneau de gauche de la Figure 3.16. Soit F_c le flux du continu, F_λ celui de la raie, en fonction de la longueur d'onde λ .

Puisque la raie observée et la raie fictive rectangulaire absorbent la même quantité d'énergie, nous pouvons écrire :

$$F_c W_\lambda = \int (F_c - F_\lambda) d\lambda \quad (3.40)$$

Il est important de noter que la largeur équivalente est une mesure de la force de la raie et s'exprime en Å (ou toute autre unité de mesure de longueur). Il peut être remarqué que cette quantité est indépendante du profil des raies.

La largeur équivalente est proportionnelle au nombre d'atomes de l'élément considéré,

1. <https://www.nist.gov/pml/atomic-spectra-database>

cependant cette corrélation dépend de la force de la raie, comme nous pouvons le voir sur le panneau de droite de la Fig. 3.16. Cette figure est appelée "courbe de croissance".

Pour les raies faibles (non saturées) et relativement isolées dans le spectre, l'abondance est linéairement proportionnelle à la largeur équivalente. Il est important de noter que cette dépendance est également liée aux valeurs de $\log(g)$ et de v_{micro} . Les raies faibles ont un profil majoritairement gaussien (et donc non dominé par un profil Lorentzien).

Pour les raies plus fortes, le centre de la raie est optiquement plus épais. La largeur équivalente varie comme la racine carré du logarithme l'abondance.

Enfin pour les raies très fortes, les ailes prennent de l'importance sous l'effet des collisions. La largeur équivalente varie alors comme la racine carrée de l'abondance.

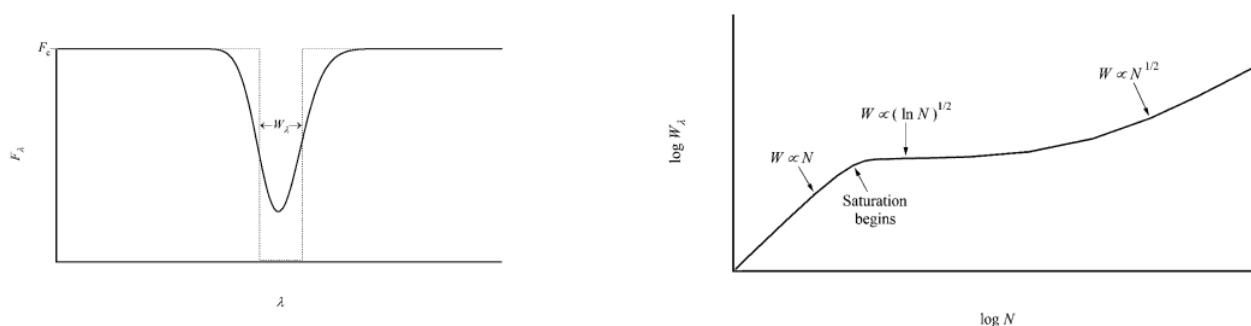


FIGURE 3.16: Panneau de gauche : Définition schématique de la largeur équivalente W_λ d'une raie atomique. F_λ est le flux de la raie (en fonction de la longueur d'onde λ) et F_c est le flux du continu. Panneau de droite : Illustration pour une raie atomique donnée de la courbe de croissance reliant la largeur équivalente (en échelle logarithmique) à l'abondance N des atomes absorbants Source : LeBlanc [2010]

Utilisation de la largeur équivalente dans les études

Plusieurs études ont utilisé des EW en plaçant manuellement le continu en faisant le fit des raies avec des profils Gaussiens (pour les raies faibles) ou des profils de Voigt (pour les raies plus fortes) [Bensby et al., 2014, Nissen and Gustafsson, 2018]. Ces études sont généralement limitées à un nombre d'étoiles restreint. D'autre part, plusieurs procédures automatiques de mesure de largeur équivalente ont été développées. Nous pouvons citer ARES [Sousa et al., 2007, 2015] qui détermine les largeurs équivalentes avec un ajustement automatique des raies par un profil gaussien (donc limité uniquement aux raies faibles), GAUFRE4 [Valentini et al., 2013] ou encore GALA [Mucciarelli et al., 2013] qui se base sur le code WIDTH9 [Kurucz, 2005].

La principale source d'erreur associée à cette méthode est le placement du continu qui impacte la détermination de l'abondance. De plus, la méthode de la largeur équivalente

n'est valide que sur des raies isolées (donc plutôt des étoiles pas trop froides et/ou pas trop riches en métaux).

3.6.3 Synthèse spectrale

Les abondances chimiques dans les étoiles peuvent également être obtenues en comparant le profil d'une raie d'un spectre observé avec celui d'un spectre synthétique en faisant varier la valeur de l'abondance, comme nous pouvons le voir sur la Fig. 5.3. L'abondance est donc généralement déterminée en appliquant la minimisation de la distance quadratique entre le spectre synthétique et observé, centré sur la raie. Cette technique (mais également les méthodes de mesure des largeurs équivalentes) demande une détermination simultanée ou antérieure des paramètres atmosphériques de l'étoile. Elle est assez efficace pour prendre en compte les mélanges de raies (ou blends), à condition que la liste de raie employée soit complète et précise. A noter que la méthode de la synthèse spectrale est également fortement impactée par le placement du continu, notamment pour les étoiles les plus froides.

De nombreux codes de synthèse spectrale ont été réalisés : SME (Spectroscopy Made Easy, [Valenti and Piskunov, 1996] et sa version python plus récente [Wehrhahn et al., 2023]) qui est utilisé dans le relevé GALAH. Cette méthode permet également de déterminer la vitesse de rotation des étoiles, ou encore d'ajuster les paramètres atomiques des raies spectrales. iSpec [Blanco-Cuaresma et al., 2014] est utilisé pour la détermination des abondances (par synthèse spectrale ou par largeurs équivalentes) des étoiles de références de Gaia (Sect. 4.1.1, [Jofré et al., 2015, 2018]). Ce dernier repose sur le code de transfert radiatif SPECTRUM. D'autres codes comme SPADES [Posbic et al., 2012], ASPCAP (APOGEE Stellar Parameter and Chemical Abundances Pipeline, [García Pérez et al., 2016]) utilisé dans la dérivation des abondances du survey APOGEE ou encore GAUGUIN [Recio-Blanco, 2014, Bijaoui, 2012, Recio-Blanco et al., 2016a] ont été développés. Nous reviendrons en détail sur ce dernier code que j'ai utilisé durant ma thèse.

De manière générale, les paramètres stellaires sont obtenus en calculant la distance quadratique minimale χ^2 (ou des méthodes un peu plus sophistiquées comme un algorithme de Gauss-Newton) entre le spectre observé et les spectres synthétiques de référence.

3.7 Synthèse (pas spectrale cette fois ci)

Dans ce chapitre, nous avons vu comment se forment les raies dans le spectre d'une étoile et comment à partir de ce dernier il était possible de remonter aux paramètres atmosphériques des étoiles ainsi que leur composition chimique. La méthode que nous avons employée tout au long de cette thèse se base sur la comparaison entre les spectres observés et une grille de spectres synthétiques de référence. Parmi les ingrédients nécessaires à leurs calculs, nous avons vu qu'une liste de raies (atomiques et moléculaire) précise et complète était essentielle pour obtenir des résultats fiables.

Dans le prochain chapitre, nous allons décrire la liste de raie qui a été construite puis adoptée pour l'estimation des paramètres atmosphériques ainsi que les abondances chi-

miques pour le récent 3^{me} relevé de la mission Gaia, publié le 13 Juin 2022 [[Recio-Blanco et al., 2022](#), [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al., 2022](#)].

LISTE DE RAIES *GSP-Spec* POUR L'ANALYSE DES SPECTRES GAIA RVS

4.1	Sélection des étoiles de référence	103
4.1.1	Paramètres atmosphériques des étoiles de référence	103
4.1.2	Spectres synthétiques des étoiles de référence	110
4.2	Comparaison entre les spectres observés et synthétiques calculés avec la liste de raies GES	112
4.2.1	Etoiles géantes froides	114
4.2.2	Etoiles Naines	115
4.2.3	Comparaison entre les étoiles naines et géantes de température effective similaire	120
4.3	Liste de raies optimisées <i>GSP-Spec</i>	121
4.3.1	Calibration astrophysique	121
4.3.2	Qualité de la liste de raies <i>GSP-Spec</i>	122
4.3.3	Identification d'une raie de Fe II	126
4.4	Bilan	127

Comme nous l'avons explicité dans le chapitre précédent, l'un des principaux ingrédients pour déterminer des paramètres atmosphériques et des abondances chimiques est une liste de raies atomiques et moléculaires la plus complète et précise possible.

Bien que de nombreuses compilations de raies existent déjà (comme VALD ou NIST) ou de nombreuses listes de raies ont été développées dans le cadre de missions spécifiques (comme celle du Gaia-ESO survey [Heiter et al., 2021]) et malgré les tentatives d'amélioration de probabilité de transition [Fuhr and Wiese, 2006] ou des paramètres d'élargissement

[[Barklem et al., 2000](#)], des incertitudes demeurent toujours dans les données atomiques.

D'autre part comme expliqué précédemment, le troisième relevé de la mission spatiale Gaia contient des paramètres atmosphériques et des compositions chimiques ayant été déterminées en se basant sur des grilles de spectres synthétiques, calculées grâce à une liste de raies spécifique. Le but de ce chapitre est donc de présenter la construction de la liste de raies ayant été considérées. Nous évaluerons tout d'abord la qualité des listes de raies existantes dans le domaine spectral couvert par le Gaia/RVS (Sect. 4.2) en comparant des spectres observés et synthétiques pour six étoiles de référence couvrant un large domaine de paramètres stellaires. Ces étoiles consistent en deux géantes froides, trois naines froides et une naine chaude et elles sont présentées dans la Sect. 4.1. Cette comparaison est faite entre les deux naines froides (Sect. 4.2.1), entre les naines (Sect. 4.2.2) puis entre les naines et géantes de température effective proche (Sect. 4.2.3). Ensuite, nous identifierons les raies causant les plus grands désaccords entre les spectres observés et synthétiques et décrirons la liste de raies optimisée et utilisée dans le troisième relevé de la mission Gaia (Sect. 4.3).

Enfin, nous notons que le travail présenté dans ce Chapitre correspond à un article publié dans *Astronomy & Astrophysics* en 2021 (Cet article est joint dans l'Annexe B) : "*GSP-Spec line list for the parametrisation of Gaia-RVS stellar spectra*", G. Contursi, P. de Laverny, A. Recio-Blanco and P.A. Palicio.

4.1 Sélection des étoiles de référence

Afin de quantifier la qualité de la liste de raies employée pour l'analyse des spectres Gaia-RVS, nous avons comparé les spectres synthétiques et observés de six étoiles de référence à haute résolution spectrale ($R \sim 100\,000$) et à celle du RVS ($R \sim 11\,500$). La description des spectres (synthétiques et observés) de ces étoiles de référence est donné dans les prochaines sections.

Afin de quantifier les éventuels écarts entre les spectres observés et synthétiques, nous avons défini des paramètres de qualité de l'accord (QFP pour quality fit parameter), qui seront utilisés tout au long du chapitre :

- La différence entre les flux est donnée par

$$\chi^2 = \sum_{i=0}^{N_{wlp}} (M[i] - O[i])^2 \quad (4.1)$$

où M et O sont respectivement les spectres synthétiques et observés, N_{wlp} est le nombre de points en longueur d'onde (24 000 à haute résolution ou 800 à la résolution du RVS). Nous dénoterons ces points de longueurs d'ondes par wlp (pour wavelength points). Les spectres observés par le RVS sont décrits plus en détail dans la Sect. 5.1.3

- N_1 , N_3 et N_5 sont les nombres de wlp ayant une différence entre le flux normalisé des spectres synthétiques et observés comprise entre 1% et 3%, entre 3% et 5% et supérieure à 5%, respectivement.

4.1.1 Paramètres atmosphériques des étoiles de référence

La DR3 de Gaia contient 33.8 millions d'étoiles observées [Katz et al., 2022] par le RVS avec une détermination de la vitesse radiale dont 5.6 millions ont des paramètres atmosphériques [Recio-Blanco et al., 2022]. Comme nous pouvons le voir sur la figure 4.1, la grande majorité de ces étoiles possède un type spectral FGK. Par conséquent, les étoiles de référence choisies doivent appartenir à ces types spectraux et doivent avoir des paramètres atmosphériques et des abondances chimiques très bien connus dans la littérature ainsi que des spectres publiques couvrant le domaine du RVS (nous rappelons que le domaine spectral couvert est entre 846 et 870 nm) et avoir à la fois une haute résolution ($R > 100\,000$) et un très haut signal sur bruit ($S/N > 100$).

Nous avons choisi nos six étoiles de référence à partir des 34 étoiles Gaia de référence. Un descriptif de ces dernières est donné ci-dessous.

Étoiles Gaia de référence

Avec l'avènement des grands relevés spectroscopiques qui révolutionnent notre perception de la notre Galaxie, des étoiles de référence sont nécessaires pour calibrer les para-

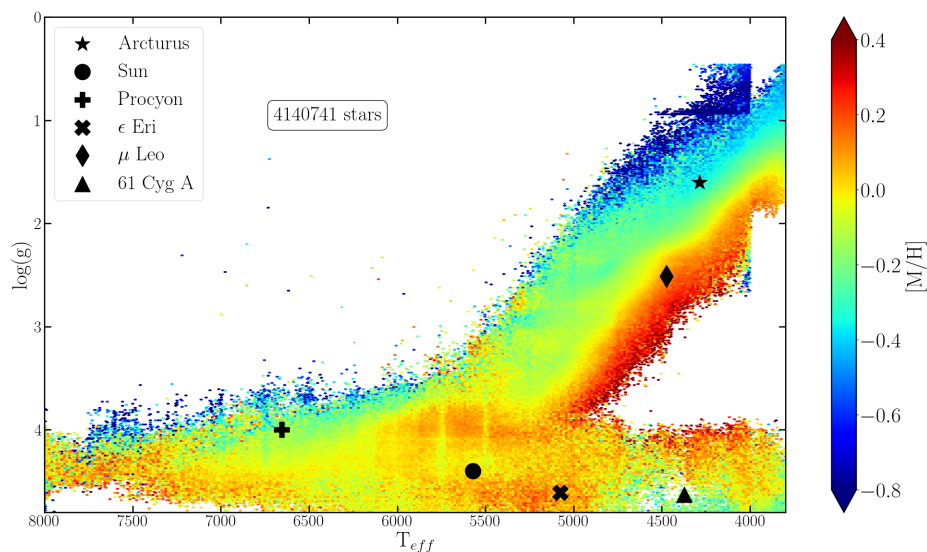


FIGURE 4.1: Diagramme de Kiel d'un sous-ensemble des 5.6 million d'étoiles paramétrés par le module *GSP-Spec* (le Medium Quality Sample défini dans [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#)). Sur ce diagramme sont superposées les étoiles de référence sélectionnées, dont les paramètres sont indiqués dans la table 4.1.

mètres atmosphériques et les abondances chimiques des étoiles observées dans les différents relevés de manière consistante.

Par conséquent, un ensemble de 34 étoiles (Gaia Benchmark Stars¹ que l'on notera GBS par la suite) de type spectral FGKM ont été définies avec un large panel de surface de gravités et métallicités, afin de représenter les différentes populations stellaires de la Voie Lactée [[Blanco-Cuaresma et al., 2014](#)]. Cet ensemble d'étoiles a été choisi de sorte à ce que leur diamètre angulaire (obtenus grâce à l'interférométrie), leur flux bolométrique (connu en intégrant leur distribution spectrale d'énergie) et leur distance (obtenues grâce à la parallaxe provenant notamment de la mission HIPPARCOS) soient connus avec précision afin de calculer leur température effective, leur surface de gravité [[Heiter et al., 2015a](#)], leur métallicité [[Jofré et al., 2014](#)], leur abondance en éléments α par rapport au fer ainsi que plusieurs abondances chimiques individuelles [[Jofré et al., 2015, 2017](#)].

Le spectre observé de ces étoiles analysés par ces auteurs provient de plusieurs sources :

- Les spectro-polarimètres NARVAL (monté sur le Telescope Bernard Lyot à l'Observatoire du Pic du Midi [[Aurière, 2003](#)]) et ESPaDOnS (Canada-France-Hawaii Telescope à l'observatoire de Mauna Kea [[Donati et al., 2006, Petit et al., 2014](#)]) couvrant un large domaine de longueurs d'ondes (300 - 1100 nm) avec une résolution spectrale moyenne de 81 000 et 68 000, respectivement.
- Les spectres HARPS ($R \sim 115\,000$, spectres allant de 380 à 690 nm), qui est installé

1. <https://www.blancocuaresma.com/s/benchmarkstars>

sur le télescope de 3.6 m de diamètre à La Silla [Mayor et al., 2003] à l'ESO.

- Le spectrographe UVES (R allant de 40 000 à 115 000, spectres allant de 320 à 1050 nm) qui se trouve sur le télescope 2 du VLT [Dekker et al., 2000] et UVES-Paranal Observatory Project (UVES-POP, [Bagnulo et al., 2003])
- Enfin, des spectres à très haute résolution du Soleil et d'Arcturus de [Hinkle et al., 2000] ont été utilisés collectés au télescope Coude Feed.

Pour ces étoiles de référence et à partir de leurs paramètres atmosphériques précédemment déterminés, les abondances chimiques ont été dérivées en utilisant 8 méthodes différentes mélangeant de la synthèse spectrale et des largeurs équivalentes sur de larges domaines de longueurs d'ondes (480–680 nm et 848–875 nm, ce dernier couvrant le domaine du RVS) avec des modèles atmosphériques MARCS, la liste de raies du Gaia-ESO survey [Heiter et al., 2015b] et en prenant en compte les effets NLTE pour le magnésium, silicium, calcium, chrome et manganèse. L'analyse des abondances a été faite de manière différentielle afin de réduire les sources de dispersion entre les différentes raies utilisées. Pour cela, les GBS ont été divisées en cinq groupes (pauvres en métaux, naines de type spectral FG, géantes de type spectral FGK, géantes de type spectral M et naines de type spectral K). Pour chaque groupe, une étoile de référence a été choisie et une analyse différentielle entre cette étoile et les autres du groupe a été faite.

Etoiles de référence sélectionnées pour ce projet

Parmi les étoiles de référence Gaia [Jofré et al., 2018] qui répondent aux critères précédemment annoncés, nous avons sélectionné six étoiles : deux géantes froides (μ Leo et Arcturus), trois naines froides (le Soleil, 61 Cyg A et ϵ Eri) et une naine chaude (Procyon). Dans la suite de cette section, nous allons présenter les paramètres atmosphériques et les spectres observés utilisés pour l'étude de ces étoiles.

Pour le Soleil, nous avons choisi le spectre observé provenant de Wallace et al. [2011]. Ce dernier a été collecté au Telescope McMath-Pierce avec le Fourier Transform Spectrometer [Brault, 1978]. Cet atlas Solaire a une résolution spectrale de 676 000 et est intégré sur tout le disque Solaire avec un S/N dépassant plusieurs centaines. Il couvre un large domaine de longueurs d'ondes (de 298.8 à 925.0 nm). Ce spectre Solaire prend en compte la correction des raies telluriques (notamment H₂O et O₂), bien que ces dernières soient relativement peu nombreuses sur le domaine spectral couvert par le RVS comme nous pouvons le voir sur la Fig. 4.2 provenant de Wallace et al. [2011].

Le spectre observé d'Arcturus provient de Hinkle et al. [2000]. Ce spectre couvre un domaine large de longueurs d'ondes (de 372.7 à 930.0 nm) avec une résolution de 150 000 et un S/N d'environ 1000. Il a été collecté avec le télescope Coude Feed à l'observatoire de Kitt Peak.

Les spectres de Procyon, 61 Cyg A, Eri, et μ Leo proviennent de la base de données PEPSI² [Strassmeier et al., 2015, 2018]. PEPSI est un spectrographe échelle à haute résolution (jusqu'à $R \sim 270\,000$) installé au foyer du 2 x 8.4m Large Binocular Telescope. Ce

2. <https://pepsi.aip.de/>

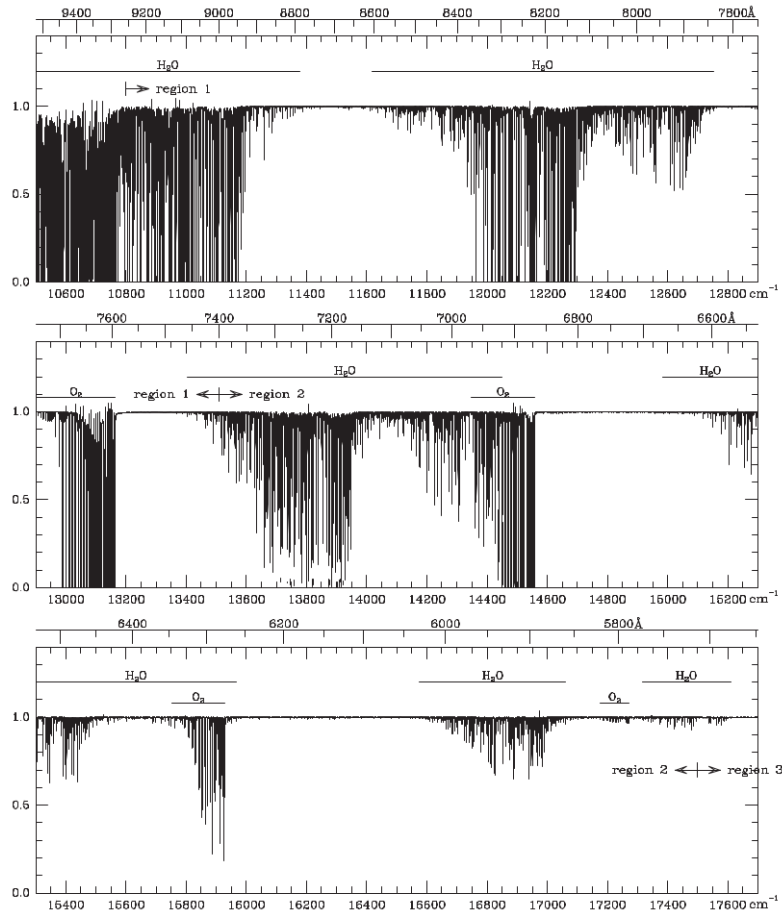


FIGURE 4.2: Raies telluriques dans le domaine spectral couvert par le spectre Solaire de Wallace et al. [2011]. Source : Wallace et al. [2011].

spectrographe couvre le domaine optique/proche infrarouge (de 383.0 à 907.0 nm) et collecte des spectres ayant des S/N de plusieurs centaines.

Les étoiles de référence sélectionnées pour notre étude ont des paramètres atmosphériques bien connus et des abondances chimiques individuelles déterminées avec précision. Il en est de même pour les vitesses de microturbulence (v_{micro}), macroturbulence (v_{macro}) et de rotation (v_{macro}). Les valeurs adoptées pour ces paramètres ainsi que leurs références associées sont indiquées dans le Tab. 4.1. Elles ont été rassemblées comme suit :

- Les paramètres atmosphériques ont été adoptés à partir de [Jofré et al., 2018].
- Les paramètres d'élargissement (v_{micro} , v_{macro} et $v_{\text{sin } i}$) ont été tirés de différentes sources bibliographiques, comme indiqué dans les notes de la Tab. 4.1. Pour les deux géantes froides sélectionnées (Arcturus et μ Leo), nous avons adopté les paramètres de Hekker and Meléndez [2007]. Nous avons considéré ceux de [Valenti and Fischer, 2005] et de [Bruntt et al., 2010] pour le Soleil et Procyon, respectivement. Enfin, pour 61 Cyg A et ϵ Eri, nous avons adopté les $v_{\text{sin } i}$ estimés par [Benz and Mayor, 1984] et [Valenti and Fischer, 2005], respectivement; v_{micro} de Jofré et al. [2015] et v_{macro} estimé à partir de l'équation (1) de [Valenti and Fischer, 2005] en utilisant la T_{eff} indiquée

TABLE 4.1: Paramètres atmosphériques des six étoiles de référence sélectionnées pour cette étude. Les données proviennent de Jofré et al. [2018] ou sont assumés à l'échelle Solaire à l'exception de : a : Ramírez and Allende Prieto [2011], b : Gratton and Sneden [1990], c : Luck [2017], d : Benz and Mayor [1984], e Jofré et al. [2015], f : Hekker and Meléndez [2007], g : Valenti and Fischer [2005], h : Bruntt et al. [2010], i : Smith et al. [2013].

Etoile	<i>Géantes froides</i>		<i>Naines froides</i>		<i>Naine chaude</i>	
	Arcturus	μ Leo	61 Cyg A	ϵ Eri	Sun	Procyon
T_{eff} (K)	4286	4474	4374	5076	5771	6554
$\log(g)$ (g in cm/s^2)	1.60	2.51	4.63	4.61	4.44	4.00
[M/H] (dex)	-0.55	0.22	-0.36	-0.12	0.00	-0.04
$[\alpha/\text{Fe}]$ (dex)	0.22	0.12	0.02	-0.01	0.00	-0.07
v_{micro} (km/s)	1.95 ^f	1.95 ^f	1.07 ^e	1.14 ^e	0.87 ^g	1.69 ^h
v_{macro} (km/s)	4.30 ^f	2.58 ^f	1.83 ^g	2.91 ^g	3.57 ^g	4.60 ^h
$v_{\sin i}$ (km/s)	3.80 ^f	5.06 ^f	0.70 ^d	2.40 ^g	1.60 ^g	2.80 ^h
[C/Fe] (dex)	0.43 ^a	-0.18 ^b	0.60 ^c	-0.06 ^c	0.00	-0.05 ^c
[N/Fe] (dex)	0.00	0.37 ^b	0.00	0.00	0.00	0.00
[O/Fe] (dex)	0.50 ^a	-0.13 ^b	0.47 ^c	-0.17 ^c	0.00	0.14 ^c
[Ca/Fe] (dex)	0.12	0.03	-0.03	0.04	0.00	0.03
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	6.30 ⁱ	20.0 ⁱ	89.9	89.9	89.9	89.9

dans la table.

$$v_{\text{macro}} = 3.98 - \frac{T_{\text{eff}} - 5770}{650} \quad (4.2)$$

où v_{macro} est en km/s et T_{eff} en K.

Pour calculer des spectres synthétiques précis, nous avons également besoin d'abondances chimiques individuelles de bonne qualité et, en particulier, de celles des éléments α et des éléments du pic de fer, qui sont les principaux contributeurs des raies spectrales dans notre domaine de longueurs d'ondes couvert par le Gaia/RVS. La plupart des abondances chimiques (sauf quelques exceptions pour certaines étoiles, voir ci-dessous) proviennent de [Jofré et al., 2018], en tenant compte du fait que leur abondance en fer Solaire est égale à -0,03 dex. Nous avons défini le rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ comme la moyenne des abondances de Mg, Si, Ca et Ti données dans cette compilation. Nous avons également adopté leurs valeurs $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour dériver les abondances $[\text{X}/\text{Fe}]$, puisque $[\text{X}/\text{H}]$ est fourni. Parmi les données du tableau 4.1, nous indiquons explicitement les abondances $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ utilisées dans le calcul des spectres en raison de la présence des importantes raies du triplet de Ca II dans le domaine RVS. Pour les abondances individuelles absentes de [Jofré et al., 2018], nous les avons mises à l'échelle de $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$.

Idéalement, nous avons également besoin des abondances individuelles du carbone et de l'azote, car le CN est la molécule la plus importante en terme de raies présentes dans le domaine du RVS pour les paramètres de nos étoiles de référence (voir Fig. 4.3 provenant de de Laverny et al. [2012a]). Cette dernière montre les contributions des différentes molécules (et des atomes) pour quatre combinaisons de T_{eff} et $\log(g)$ en fonction de la longueur d'onde (pour $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.5$ dex et $[\alpha/\text{Fe}] = 0.0$ dex). Cette illustration a été réalisée avec des outils

semblables à ceux utilisés dans la cadre du projet AMBRE de Laverny et al. [2012b]. De même, les abondances de l'oxygène et du titane sont nécessaires puisque nous remarquons une faible contribution du TiO, en particulier pour les étoiles naines froides. Enfin, les raies moléculaires du FeH peuvent également contribuer de façon marginale aux spectres des étoiles froides. Nous rappelons au lecteur que les abondances de Ti et de Fe sont rapportées par [Jofré et al., 2018].

Pour Arcturus, nous avons adopté les abondances de C, N et O de Ramírez and Allende Prieto [2011]. Ces dernières ont été dérivées en utilisant des paramètres atmosphériques qui sont en parfait accord avec ceux adoptés dans ce travail. Nous notons que l'abondance de C que nous avons adoptée pour Arcturus a été dérivée des raies C I de haute excitation et diffère d'environ 0.4 dex de l'abondance déterminée à partir des raies moléculaires [Smith et al., 2013].

Cependant, nous avons vérifié que l'abondance de carbone que nous avons adoptée conduit à un meilleur ajustement pour Arcturus pour les raies moléculaires. Le panneau supérieur de la Figure 4.4 montre la comparaison entre les spectres observé et synthétique du spectre d'Arcturus en utilisant l'abondance de carbone de Ramírez and Allende Prieto [2011], tandis que le panneau central montre un fit similaire mais pour un spectre synthétique calculé avec l'abondance de carbone de Smith et al. [2013]. Comme nous pouvons le constater, il y a moins de raies dont le centre présente une différence entre 3% et 5% (traits verticaux verts) en considérant l'abondance de carbone de Ramírez and Allende Prieto [2011]. Ceci se confirme d'un point de vue quantitatif. Sans prendre en compte les raies du triplet de calcium (voir Sect. 4.2 pour une définition du domaine de longueurs d'ondes correspondant), les critères de qualité χ^2 , N_1 , N_3 et N_5 valent 0.03, 0, 0 et 82 en considérant l'abondance de Ramírez and Allende Prieto [2011] contre 0.07, 0, 5 et 224 en considérant celle de Smith et al. [2013]. Ceci illustre le meilleur accord avec notre choix de l'abondance de carbone. Pour conclure, nous remarquons dans le panneau inférieur de la Fig. 4.4, que les différences en flux entre les deux spectres synthétiques d'Arcturus en considérant les deux abondances de carbone n'excèdent que très rarement 0.03 % du flux (à la résolution du RVS). Quoi qu'il en soit, l'abondance de carbone que nous avons adoptée donne un meilleur accord.

Pour μ Leo, nous avons adopté les abondances de C, N et O de [Gratton and Sneden, 1990]. Les paramètres atmosphériques adoptés par ces auteurs sont à nouveau tout à fait compatibles avec ceux du Tableau 4.1 (T_{eff} ne diffère que de 76 K et [Fe/H] de 0.09 dex). Nous notons enfin que l'abondance de C de ces étoiles a été estimée à partir des caractéristiques moléculaires.

Pour les trois étoiles naines de référence (61 Cyg A, ϵ Eri et Procyon), nous avons adopté les abondances de carbone et d'oxygène de Luck [2017], bien que les paramètres atmosphériques adoptés diffèrent légèrement entre cette étude et ce travail. En effet, les températures effectives rapportées par Luck [2017] sont respectivement 107, 47 et 100 K plus élevées, alors que les différences de gravité de surface sont toujours inférieures à 0,05 dex et sont donc tout à fait compatibles avec les nôtres. Comme discuté ci-dessous dans les Sect. 4.2.2 et 4.2.3, nous soulignons que pour 61 Cyg A et ϵ Eri, une abondance de carbone légèrement plus faible (d'environ -0.2 dex) conduit à un meilleur accord entre les spectres observés et les spectres simulés. Cette proposition d'abondance de carbone plus faible pourrait résulter

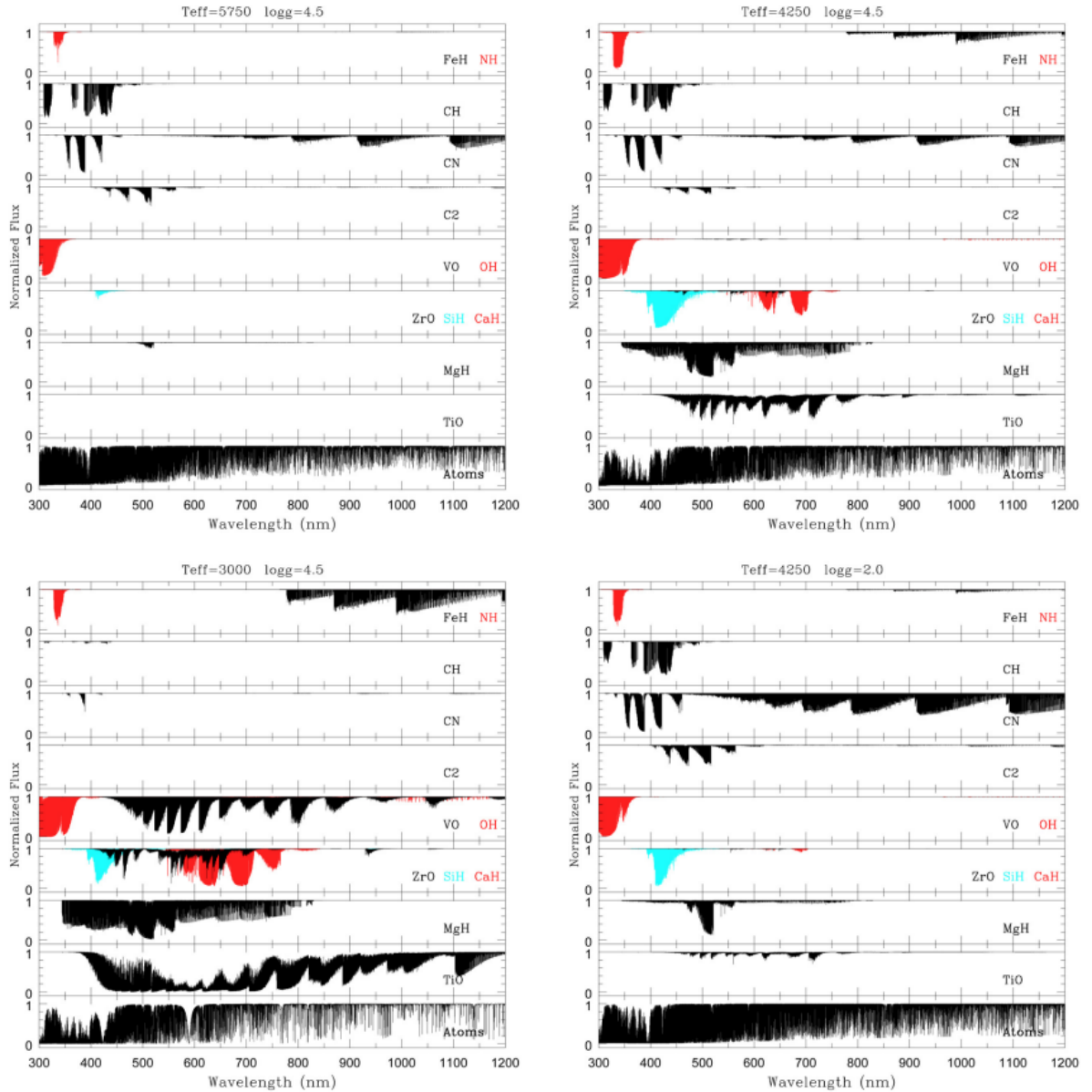


FIGURE 4.3: Spectres normalisés calculés en ne considérant que différentes molécules en fonction de la longueur d'onde pour différentes combinaisons de T_{eff} et $\log(g)$ (et en adoptant $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.5$ dex et $[\alpha/\text{Fe}] = 0.0$ dex). Ces spectres sont calculés avec un pas de 0.001 nm et une résolution spectrale allant de 150 000 (dans l'UV) à 650 000 (dans le proche-IR). Aucune convolution par un profil correspondant à la rotation stellaire, la macroturbulence ou une réponse instrumentale n'a été rajoutée. Source : de Laverny et al. [2012a].

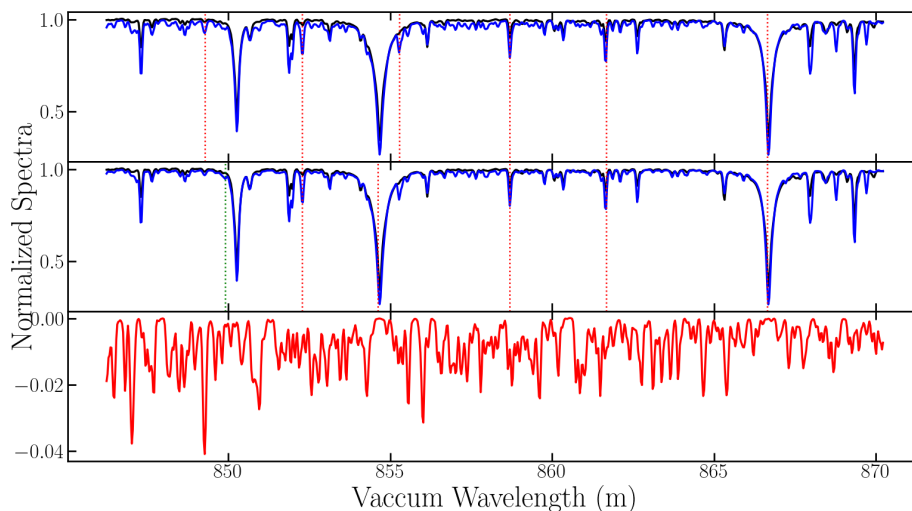


FIGURE 4.4: Panneau supérieur : Spectres observé (en noir) et synthétique d’Arcturus (en bleu) en adoptant l’abondance de carbone de Ramirez and Allende Prieto [2011]. Panneau central : idem mais avec l’abondance de carbone de Smith et al. [2013]. Panneau inférieur : Différence entre ces deux spectres synthétiques. A noter que ces derniers sont calculés à la résolution du RVS et avec 800 *wlp*.

des différentes valeurs de T_{eff} adoptées dans [Luck, 2017] et dans ce travail. Comme aucune abondance d’azote n’a été trouvée pour ces étoiles, nous avons supposé que $[N/H]$ est mis à l’échelle de $[M/H]$. Enfin, lors du calcul des spectres synthétiques, nous avons adopté le rapport isotopique Solaire $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ pour les naines, alors que nous avons utilisé le rapport dérivé par Smith et al. [2013] pour les deux étoiles géantes froides de référence. (c.f. la dernière ligne de la Tab. 4.1).

4.1.2 Spectres synthétiques des étoiles de référence

Nous rappelons ici brièvement les méthodes adoptées pour le calcul des spectres synthétiques des étoiles de référence. Nous rappelons qu’une description détaillée de ces méthodes est donnée dans le chapitre précédent.

Nous avons adopté les modèles 1D LTE MARCS interpolés (en utilisant la routine `interpol_marcs` proposée par T.Masseron³) aux paramètres atmosphériques donnés dans la Tab. 4.1. Pour le calcul des spectres synthétiques, nous avons utilisé la version 19.1.2 (dernière version disponible au moment du calcul des spectres) de TURBOSPECTRUM avec les abondances chimiques individuelles fournies dans la Tab. 4.1. Nous rappelons que nous utilisons les abondances Solaires de [Grevesse et al., 2007], qui sont également adoptées dans les modèles MARCS. Les spectres synthétiques ont été calculés entre 846.0 et 870.0 nm (afin de couvrir le domaine spectral du RVS) avec un pas en longueur d’onde de 0.001 nm, condui-

3. <https://marcs.astro.uu.se/software.php>

sant à des spectres avec 24 000 *wlp*. Ces spectres ont été convolués avec un profil Gaussien) haute résolution ($R = 100\,000$) et à la résolution du RVS ($R = 11\,500$). Ces spectres ont été ensuite interpolés pour obtenir 800 *wlp* afin de satisfaire le critère de Nyquist-Shannon. C'est également de nombre de points que possèdent les spectres observés par le RVS et fournis par la CU6.

Le dernier ingrédient, et le plus important dans notre travail, indispensable au calcul des spectres synthétiques est la liste de raies atomiques et moléculaires. Dans un premier temps, nous avons commencé cette étude en adoptant les listes de raies fournies par le Gaia-ESO survey [Gilmore et al., 2012, Randich et al., 2022, Heiter et al., 2021].

Raies atomiques du projet GES

Dans le cadre du Gaia-ESO survey (ce dernier est décrite dans la Sect. 1.4.8), une liste de raies spécifique a été développée. Cette dernière se base sur une compilation de raies provenant de VALD (requête effectuée le 02 Septembre 2014) et est constituée de 1300 raies atomiques et moléculaires correspondant à 35 espèces chimiques différentes sur un domaine de longueurs d'ondes allant de 475 nm à 685 nm et de 850 et 895 nm. Parmi ces raies, 200 d'entre elles (de 24 espèces différentes) sont bien isolées (par de mélange avec des raies voisines) dans les spectres du Soleil et de Arcturus.

Nous rappelons que cette liste de raies est optimisée pour l'étude des étoiles de type FGK. Elle prend également en compte la structure hyperfine, l'isotope splitting et l'élargissement des raies dû aux collisions avec les atomes d'hydrogène. Dans l'ordre de priorité pour la sélection de l'origine des raies, les données atomiques provenant de mesures en laboratoire sont préférées aux calculs de mécanique quantique. Les calculs semi-empiriques de R.L. Kurucz sont cependant utilisés si aucune autre donnée est disponible.

Dans cette liste GES, chaque raie est associée à deux "flags". Le premier se réfère à la qualité du fit entre le spectre observé et synthétique du Soleil et d'Arcturus. Le second "flag" correspond à la qualité de la force d'oscillateur. Les valeurs de ces "flags" sont : Y si la raie est recommandée, N si elle ne l'est pas et U si la situation n'est pas claire.

Raies moléculaires

Pour les transitions moléculaires, nous avons considéré ces listes de raies (principalement en provenance de GES) : $^{12}\text{C}^{13}\text{C}$ et $^{13}\text{C}^{13}\text{C}$ [Masseron et al., 2014], $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ [Brooke et al., 2013], $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ [Brooke et al., 2014], $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ et $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ [Snedden et al., 2014], CaH et ZrO (en incluant les isotopologues $^{90-92,94,96}\text{Zr}$ (B.Plez, priv. comm.), OH (T. Masseron, priv. comm.), SiH [Kurucz, 2014] et FeH [Dulick et al., 2003]. Nous remarquons que, contrairement à GES, nous avons adopté la plus récente, complète et précise liste de raies disponible pour le VO [McKemmish et al., 2016] et le TiO (en prenant en compte les isotopologues $^{46-50}\text{TiO}$) [McKemmish et al., 2019]. (voir ci-dessous).

Puisque aucune raie de $^{12}\text{C}^{13}\text{C}$, $^{13}\text{C}^{13}\text{C}$, NH et $^{24-26}\text{MgH}$ n'a été trouvée dans le domaine du RVS, nous n'avons pas considéré ces espèces. Au final, notre liste de raies est composée

de million de raies moléculaires et de plusieurs milliers de raies atomiques, dont les données atomiques/moléculaires sont, pour la plupart empiriques ou théoriques et donc non mesurées en laboratoire. Cette liste de raies sera dénotée "GES" dans la suite de ce chapitre.

Adoption des listes de raies de TiO et VO

Contrairement à GES, nous avons adopté la liste de raies de VO de [McKemmish et al. \[2016\]](#) et TiO de [McKemmish et al. \[2019\]](#). Ces auteurs illustrent la meilleure qualité de la liste de raies en simulant des spectres d'étoiles froides, comme nous pouvons le voir sur la Figure 4.5, où l'accord entre le spectre observé de l'étoile géante de type spectral M GJ876 est meilleur en adoptant cette liste de raies de TiO plutôt que celle de B.Plez (celle adoptée dans la liste de raies GES). La meilleure qualité de cette nouvelle liste de raies de TiO a été confirmée par [Pavlenko et al. \[2020\]](#) grâce à l'étude du spectre d'étoiles froides, avec une nette amélioration dans une partie du domaine spectral couvert par le RVS (840–850) est obtenu. Une bonne amélioration a également été constatée entre 850 et 880 nm, mais de nouvelles mesures en laboratoire avec des incertitudes plus faibles dans cette région de la bande E-X 0-0 pourraient contribuer à améliorer encore la qualité de la liste actuelle de raies.

4.2 Comparaison entre les spectres observés et synthétiques calculés avec la liste de raies GES

Nous comparons maintenant les spectres observés et simulés avec la liste de raies GES à haute et basse résolutions spectrales ($R = 100\,000$ et $11\,500$) sur le domaine spectral indiqué précédemment (846.0 - 870.0 nm) avec 24 000 et 800 *wlp*, respectivement. Le choix de ces deux résolutions nous a permis de (i) quantifier la consistance entre les spectres synthétiques et observés, (ii) plus facilement détecter les éventuelles raies problématiques grâce à la haute résolution (les mélanges de raies sont plus facilement identifiables à haute résolution) et (iii) améliorer la qualité de la liste de raies en calibrant les raies problématiques précédemment identifiées (Sect. 4.3).

Nous avons comparé les spectres observés et synthétiques dans le vide (car les spectres Gaia/RVS sont dans le vide). Les listes de raies étant faites dans l'air, la conversion air-vide est faite grâce à la relation [Birch and Downs \[1994a\]](#).

Les Tables 4.2 et 4.3 présentent les QFP (précédemment définis) pour les six étoiles de référence à $R = 11\,500$ et $R = 100\,000$, respectivement. Pour ces deux tables, la première colonne correspond à la liste de raies GES (Sect. 4.1.2). Afin de mieux identifier les écarts entre les spectres synthétiques et observés, nous avons également calculé ces QFP sans considérer le triplet du calcium (GES_{noCaT} dans la deuxième colonne pour les deux tables) puisque leur cœur est soumis à des effets NLTE et chromosphériques et sont plus difficiles à simuler avec les hypothèses de calcul adoptées (LTE, équilibre hydrostatique...). Pour les GES_{noCaT} , nous avons donc retiré les régions suivantes (en nm et dans le vide) : [849.43–851.03], [853.73–855.73], et [865.74–867.74].

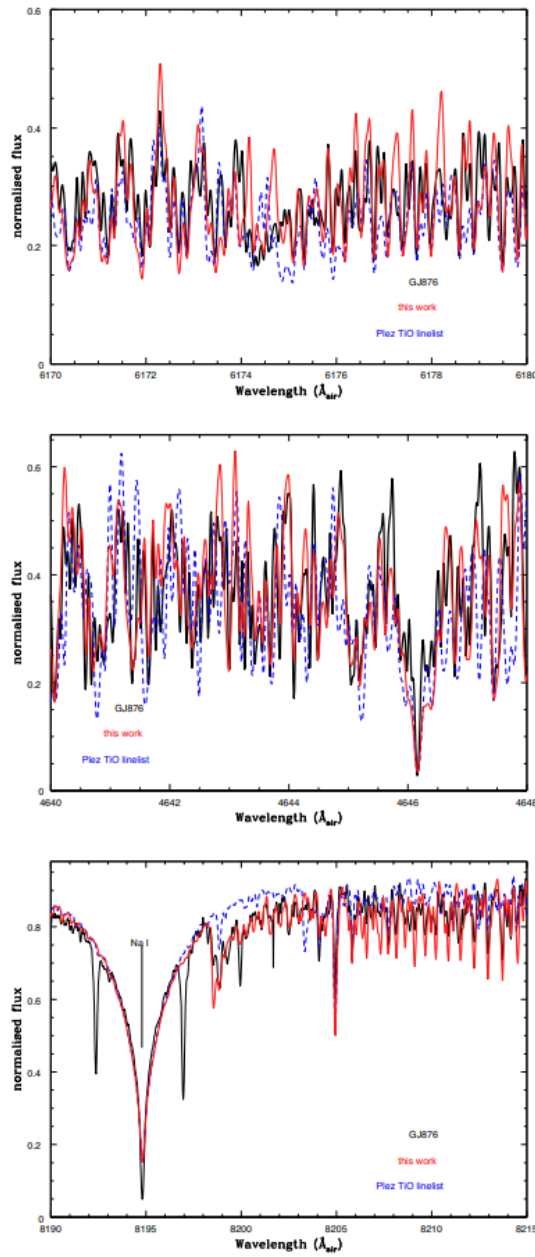


FIGURE 4.5: Comparaison à haute résolution ($R \sim 115\,000$) du spectre observé de l'étoile géante de type spectral M GJ876 (en noir, obtenu avec HARPS) avec un spectre synthétique (avec des modèles d'atmosphère PHEONIX) en utilisant la liste de raies de B.Plez (utilisée dans GES, en bleu) et la nouvelle liste de raies du TiO de [McKemmish et al. \[2019\]](#) (en rouge). Source : [McKemmish et al. \[2019\]](#).

Dans cette section, nous allons principalement nous concentrer sur les résultats présentés dans la Table 4.2 (à la résolution du RVS), mais une tendance similaire est obtenue à haute résolution (Table 4.3). Tout d'abord, nous discutons de l'impact de la métallicité sur la qualité de l'ajustement pour les deux géantes froides de référence (Sect. 4.2.1). Ensuite, nous examinons l'importance de la température sur les QFP en examinant les spectres des

étoiles naines dans la Sec. 4.2.2. Enfin, nous examinons l'effet de la gravité de surface sur la qualité de l'ajustement en comparant les spectres des naines et des géantes ayant des T_{eff} proches (Sect. 4.2.3).

4.2.1 Étoiles géantes froides

Les figures 4.6 et 4.7 illustrent la comparaison entre les spectres observés (en bleu) et synthétiques (en orange) pour les étoiles géantes Arcturus et μ Leo, respectivement. Nous rappelons que les paramètres de ces étoiles sont données dans la Tab. 4.1.

Tout d'abord, nous remarquons visuellement que parmi les deux géantes froides, Arcturus présente le meilleur ajustement à basse résolution spectrale. Par exemple, le χ^2 et le nombre de wlp ayant une différence comprise entre 3 et 5% (N_3) varient de plus d'un facteur deux à haute résolution entre ces deux géantes. Ceci est confirmé également pour la comparaison à haute résolution.

La raison de ce meilleur accord est que, bien que leurs T_{eff} et leur $\log(g)$ soient assez similaires, le spectre d'Arcturus présente beaucoup moins de raies que celui de μ Leo car il est plus pauvre en métaux (μ Leo étant environ 0.75 dex plus riche en métaux). Il est donc beaucoup plus facile de produire un spectre plus réaliste et, par conséquent, obtenir de meilleurs QFP pour Arcturus.

En outre, pour ces deux étoiles (mais cela est également vrai pour toute autre étoile de référence), la grande différence entre N_1 et N_3 (ou N_5) est principalement dominée par des transitions moléculaires qui sont généralement plus faibles (et illustrées à travers N_1). Nous soulignons que dans ces étoiles géantes froides, la molécule CN est l'espèce dominante (Fig. 4.3) tandis que les raies de TiO commencent à être visibles pour $T_{\text{eff}} < 4100$ K.

Nous avons également vérifié que, pour toutes les étoiles froides, les raies atomiques contribuent principalement aux différences les plus importantes (N_3 et N_5). Par conséquent, le grand nombre de transitions moléculaires qui apparaissent dans le spectre riche en métaux de μ Leo explique son N_1 beaucoup plus grand par rapport à d'autres étoiles de référence à basse résolution.

De plus, en examinant pour chaque étoile la colonne $\text{GES}_{\text{noCaT}}$ de la Table 4.2, nous remarquons que les raies du triplet de calcium ont un impact considérable sur la qualité du fit. Par exemple, si nous ne prenons pas en compte ce triplet pour Arcturus, les plus grands écarts de flux (N_3 et N_5) disparaissent complètement à la résolution RVS, bien que des différences plus petites (N_1) soient toujours présentes bien que moins nombreuses (pour rappel, elles sont principalement produites par des raies moléculaires). Cependant, il y a encore de grandes différences à plus haute résolution pour Arcturus, principalement causées par les raies atomiques qui nécessitent quelques améliorations (voir Sect. 4.3). Des conclusions similaires sont obtenues pour le spectre de μ Leo en supprimant ces raies du calcium.

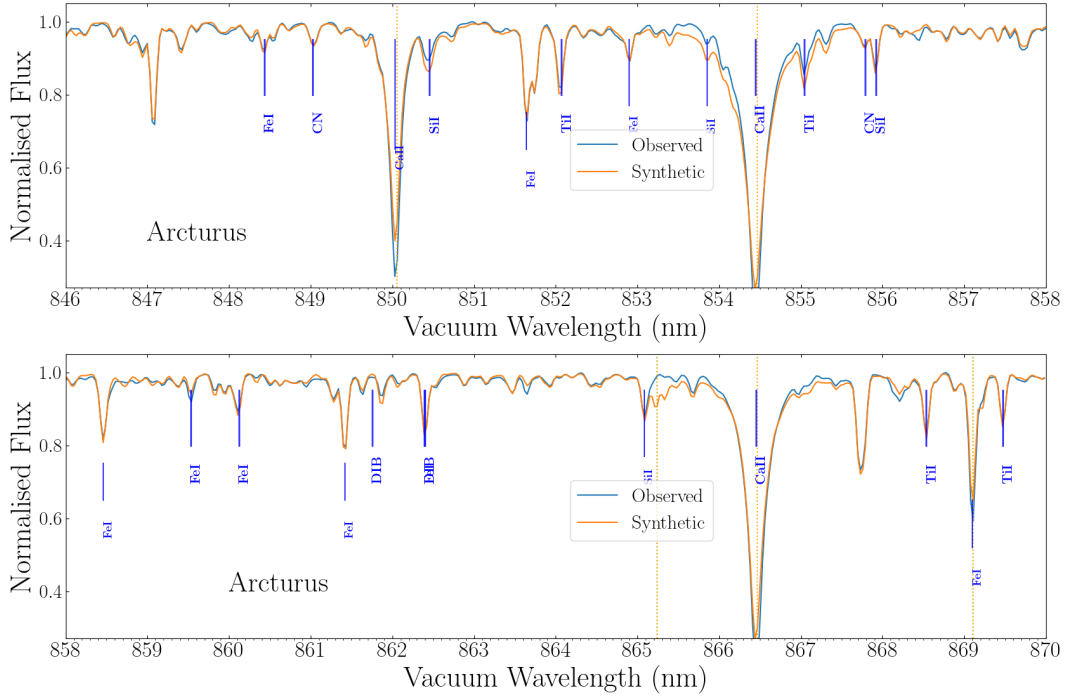


FIGURE 4.6: Comparaison à la résolution du RVS ($R = 11\,500$, $800\ wlp$) entre les spectres observé (en bleu) et synthétique (en orange) pour Arcturus avec la liste de raies atomique de GES. Les traits verticaux oranges montrent les raies dont le flux au cœur de la raie a une différence de plus de 5%.

4.2.2 Etoiles Naines

Tout d'abord, en comparant les trois étoiles naines les plus froides (61 Cyg A, ϵ Eri, et le Soleil), nous remarquons qu'il y a un très bon accord entre les spectres observés et synthétiques à la résolution RVS à la fois visuellement (les fit de ces 3 étoiles sont illustrés dans les figures 4.8, 4.9 et 4.10, respectivement), mais aussi en termes de N_3 et N_5 . En particulier si l'on ne tient pas compte des raies triplets du calcium, l'accord est excellent. Cependant, les différences de flux plus faibles (N_1) sont encore nombreuses et sont à nouveau dominées principalement par les raies moléculaires.

Ensuite, comme les gravités de surface sont similaires et que les métallicités ne diffèrent pratiquement pas entre ces étoiles naines, le principal paramètre qui affecte la qualité de leur spectre est la température effective qui varie d'environ 1400 K. En particulier, la température effective joue un rôle crucial puisqu'elle régit la présence ou l'absence de raies atomiques et des transitions moléculaires. En ce qui concerne ces transitions moléculaires, la Figure 4.11 montre la différence entre un spectre calculé avec seulement les raies CN et seulement celles de TiO (y compris tous leurs isotopes respectifs) aux basses températures effectives pour lesquelles les raies moléculaires sont importantes dans les spectres stellaires (bien que toujours présentes mais très faibles à $T_{\text{eff}} \sim 5750$ K). Nous rappelons au lecteur que ces deux molécules sont les plus importantes pour ces étoiles de référence dans le domaine spectral du RVS. Ces spectres ont été calculés pour les naines en supposant $[\text{Fe}/\text{H}] = [\alpha/\text{Fe}] = 0.0$ dex,

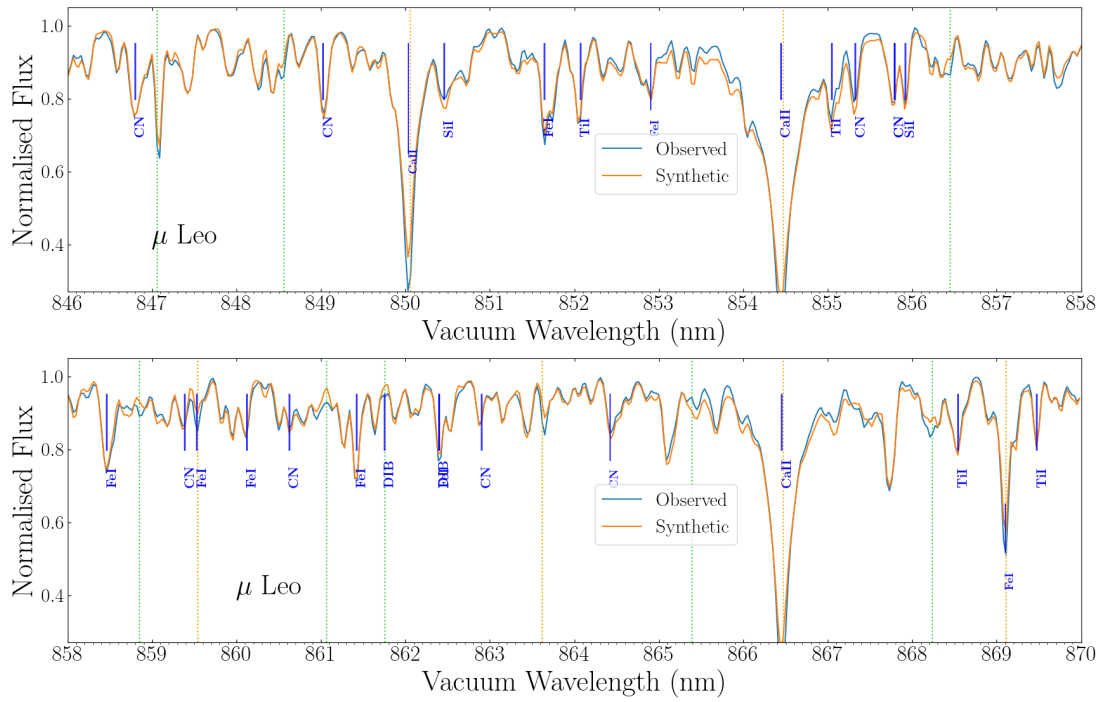


FIGURE 4.7: Identique à la Fig. 4.6 mais pour μ Leo. Les traits verts montrent les différences de flux comprises entre 3 et 5 %.

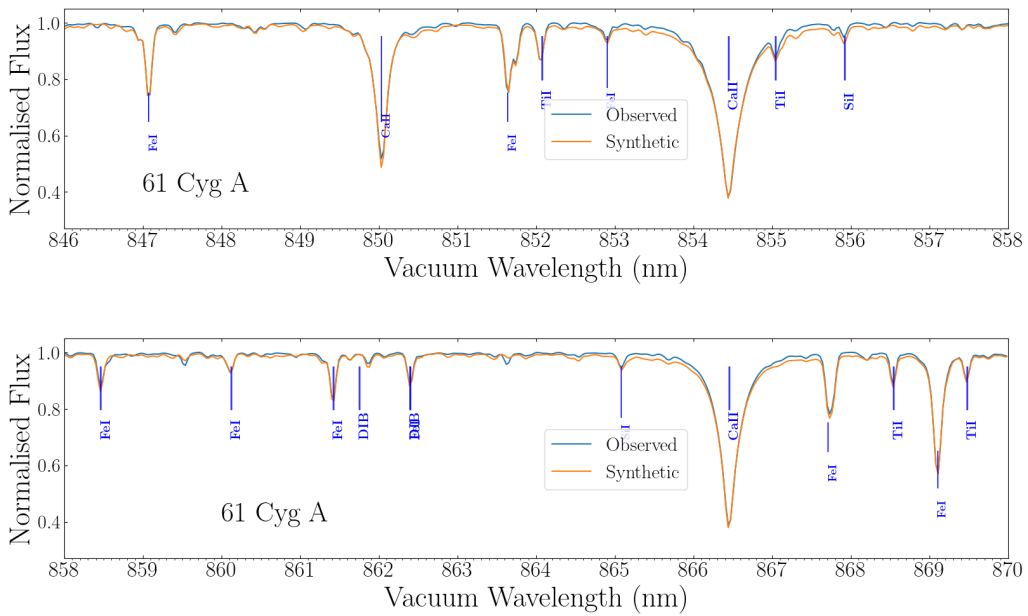


FIGURE 4.8: Identique à la Fig. 4.6 mais pour 61 Cyg A.

$\log(g) = 4.5$ et $v_{\text{micro}} = 1.0$ km/s et ont été convolués à la résolution du RVS. Les abondances de C et de N sont mises à l'échelle de la métallicité. Aucun élargissement dû à v_{macro} et

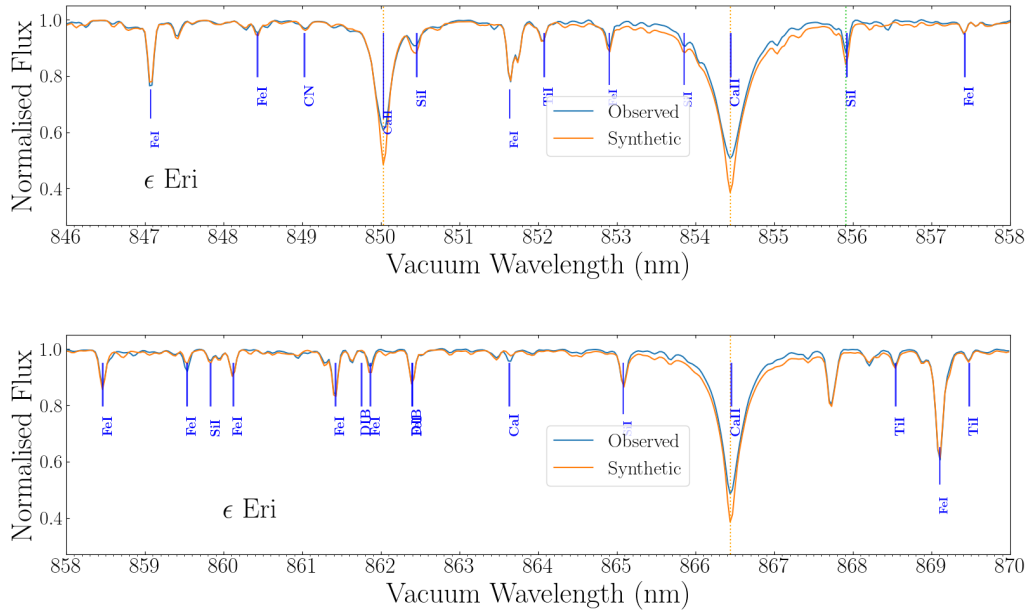


FIGURE 4.9: Identique à la Fig. 4.6 mais pour ϵ Eri.

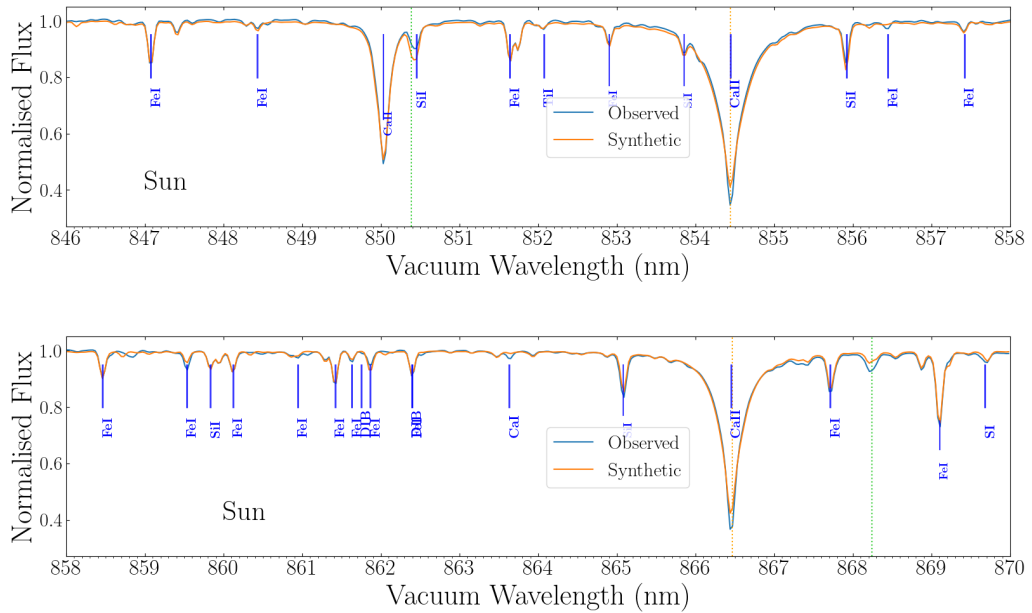


FIGURE 4.10: Identique à la Fig. 4.6 mais pour le Soleil.

$v_{\sin i}$ n'a été considéré. Lorsque la différence entre les contributions de CN et de TiO est positive, cela signifie que les raies de TiO contribuent plus que celles du CN (fond vert sur la figure 4.11).

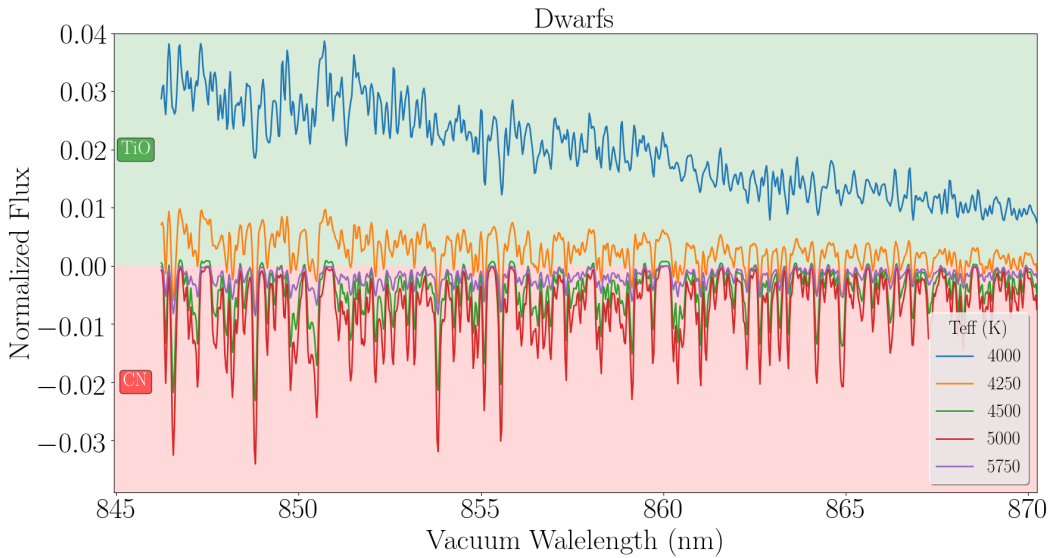


FIGURE 4.11: Différence entre un spectre synthétique calculé uniquement avec des raies de CN et uniquement de TiO pour 5 valeurs de la température effective. Ces spectres sont calculés à $R = 11\,500$ ($800\ wlp$) en adoptant $\log(g)=4.5$, $[\text{Fe}/\text{H}] = [\alpha/\text{Fe}] = 0.0$ dex et $v_{\text{micro}} = 1.0$ km/s. Les fonds verts et rouges montrent la contribution dominante de TiO et CN, respectivement. A noter que les abondances de C et de N sont mises à l'échelle de la métallicité pour cette figure.

Premièrement, nous remarquons que pour $T_{\text{eff}} < 4000$ K et $T_{\text{eff}} > 4300$ K, ces deux molécules ne coexistent pas dans le spectre des étoiles naines : TiO étant présent/absent (et CN étant absent/présent) pour ces deux régimes de température. Au contraire, pour une plus grande T_{eff} , la contribution de CN devient dominante et atteint un maximum autour de ~ 5000 K, ce qui correspond à la température effective de ϵ Eri. C'est la raison principale pour laquelle cette étoile a le plus mauvais ajustement par rapport aux deux autres naines froides : d'avantage de raies moléculaires (CN) sont présentes dans son spectre.

Tout ceci peut s'expliquer par (i) la plus petite énergie de dissociation du TiO par rapport au CN, favorisant la formation du CN à une température effective supérieure à ~ 4300 K et (ii) à des températures plus basses, la formation du TiO est favorisée car la plupart des atomes de carbone sont bloqués sur des molécules de CO et, l'oxygène étant plus abondant que le carbone (pour les abondances de type Solaire), quasiment aucune molécule de CN ne se forme. Enfin, pour des T_{eff} plus importantes, la contribution de la molécule CN décroît et devient négligeable puisque l'atmosphère stellaire devient trop chaude pour favoriser la formation moléculaire. Néanmoins, nous remarquons aussi que pour ϵ Eri, un meilleur ajustement des raies du CN (et une amélioration de tous ses QFP) serait obtenu en adoptant une abondance de carbone légèrement plus faible (environ $-0,2$ dex). La diminution de l'abondance de l'azote n'améliore pas non plus l'ajustement global. Une telle proposition d'abondance de carbone plus faible pourrait aussi résulter d'une valeur de la température effective légèrement plus élevée (par rapport à nous) adoptée par Luck [2017] lors de la dérivation de leur abondance de carbone.

Cependant, nous pouvons également voir dans les Tables 4.2 et 4.3 que N_3 et N_5 sont meilleurs pour 61 Cyg A que pour le Soleil, qui est plus chaud. Ceci est interprété par (i) la plus grande métallicité du Soleil conduisant à la formation de plus de raies dans son spectre bien que sa T_{eff} soit plus élevée, et (ii) le meilleur ajustement des raies du triplet du calcium (y compris les ailes) dans 61 Cyg A. En examinant la colonne $\text{GES}_{\text{noCaT}}$ des Tables 4.2 et 4.3, nous remarquons également que, sans les raies triplets du calcium, tous les QFP (sauf N_3 et N_5 à haute résolution) deviennent plus petits pour le Soleil que pour 61 Cyg A. Nous pouvons aussi voir que les raies atomiques dans le spectre Solaire sont plutôt bien synthétisées (très bon N_3 et N_5 à 11 500). Ceci est probablement dû au fait que les données des raies atomiques sont principalement vérifiées et/ou optimisées pour cette étoile de référence très bien étudiée.

Enfin, il est bien connu que la température effective agit également sur la quantité de raies atomiques dans les spectres stellaires : un spectre plus chaud présente moins de raies atomiques qu'un spectre plus froid à métallicité constante, comme nous pouvons le voir sur la figure 4.12 qui montre le fit de Procyon. Il est donc logique qu'un bon ajustement des spectres d'étoiles chaudes soit plus facile à obtenir que celui des spectres d'étoiles plus froides en raison de la difficulté à obtenir des données précises sur les raies atomiques et moléculaires. Ceci est confirmé par les QFP rapportés dans les tables 4.2 et 4.3, où on remarque que Procyon présente un meilleur ajustement que ϵ Eri (en négligeant les raies du triplet de calcium). Si l'on néglige ces trois raies de calcium, l'ajustement de Procyon devient aussi bon que celui de 61 Cyg A et du Soleil. Il est cependant légèrement moins bon que celui du Soleil car certaines raies atomiques principalement formées dans l'atmosphère stellaire la plus chaude (particulièrement observées à haute résolution dans N_3 et N_5) doivent encore être améliorées. (Sect. 4.3).

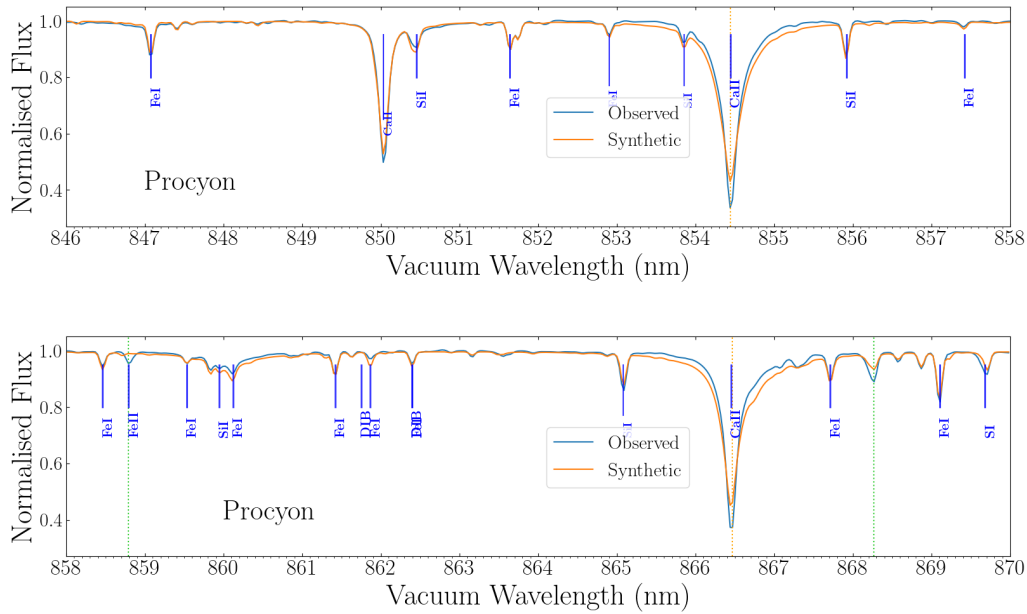


FIGURE 4.12: Identique à la Fig. 4.6 mais pour Procyon.

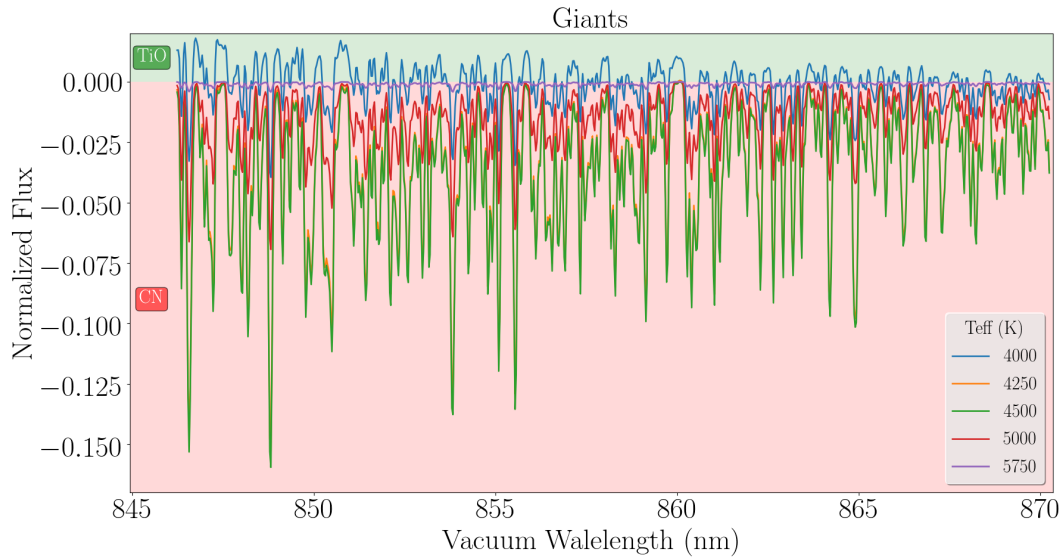


FIGURE 4.13: Identique à la figure 4.11 mais pour des étoiles géantes avec $\log(g)=1.5$ et, $v_{\text{micro}}=2.0$ km/s.

4.2.3 Comparaison entre les étoiles naines et géantes de température effective similaire

Nous examinons maintenant les effets de la gravité de surface stellaire sur la qualité du fit en comparant les QFP pour 61 Cyg A et Arcturus, qui diffèrent d'environ 3 dex en $\log(g)$ mais ont des T_{eff} et des $[\text{Fe}/\text{H}]$ presque similaires. En regardant la première colonne pour les deux étoiles dans les tables 4.2 et 4.3, nous remarquons d'abord que les plus grands écarts (exprimés par N_3 et N_5) sont beaucoup plus grands pour Arcturus que pour 61 Cyg A. En comparant pour ces deux étoiles la deuxième colonne de ces tableaux, nous pouvons voir que ces grandes différences sont principalement causées par l'ajustement plutôt mauvais des raies du triplet de calcium. Par conséquent, leur suppression pour l'estimation du QFP produit à basse résolution (en particulier pour ces deux étoiles) un ajustement de très bonne qualité, à l'exception des plus petites différences de flux (N_1).

Ces plus petits écarts sont plus nombreux pour 61 Cyg A que pour Arcturus. En comparant les figures 4.11 (naines) et 4.13 (géantes), nous remarquons que pour la température d'environ 4300 K, la contribution de CN est beaucoup plus forte pour les géantes que pour les naines (le TiO n'est pas formé à de telles températures). Nous notons que dans la Fig. 4.13, les spectres sont calculés en supposant $\log(g) = 1.5$, $v_{\text{micro}} = 2.0$ km/s (les autres paramètres étant identiques que pour la Fig. 4.11). Cependant, bien que plus faibles dans 61 Cyg A, nous avons vérifié que les raies de CN ne sont pas aussi bien reproduites comme pour Arcturus, conduisant à une valeur de N_1 plus grande. Cela pourrait être résolu en adoptant une abondance de carbone plus faible d'environ 0,2 dex dans 61 Cyg A, comme nous l'avons déjà proposé pour ϵ Eri. Encore une fois, ce $[\text{C}/\text{Fe}]$ plus faible proposé pourrait résulter de la T_{eff} plus chaude adoptée par Luck [2017]. Une légère diminution de l'abondance du carbone dans cette étoile conduirait à une valeur de $[\text{C}/\text{Fe}]$ de 0,2 dex.

Finalement, le spectre d'Arcturus est beaucoup mieux ajusté et son N_1 est deux fois plus faible (il devient donc plus petit que celui d'Arcturus). Enfin, nous notons qu'en dehors des raies du triplet du calcium, la majorité des désaccords les plus importants entre les spectres observés et simulés (en particulier à haute résolution) pour ces deux étoiles froides sont causés par des raies atomiques dont l'ajustement pourrait être amélioré (Sect. 4.3).

4.3 Liste de raies optimisées *GSP-Spec*

Bien que l'accord global entre les spectres observés et simulés semble déjà assez bon comme dit précédemment, il existe encore quelques désaccords importants révélés par des raies spectrales relativement mal synthétisées. En dehors des raies du triplet du calcium, la plupart des différences spectrales les plus importantes (N_3 et N_5) pour les étoiles de référence sont en effet causées par des transitions atomiques. Pour améliorer cette situation, nous avons donc décidé de construire une nouvelle liste de raies atomiques, à partir de celle présentée dans la section 4.1.2. Nous rappelons que nous nous concentrons uniquement sur les transitions atomiques car elles jouent un rôle crucial dans les dérivations des paramètres atmosphériques et des abondances par le module *GSP-Spec*. Cette nouvelle liste de raies a été créée en (i) identifiant les transitions atomiques (et les blends possibles associés) causant les plus grands écarts entre les spectres observés et simulés à haute résolution, et ensuite (ii) en calibrant les données atomiques de ces raies identifiées. Cette nouvelle liste est appelée ci-après liste de raies *GSP-Spec* (*GL*).

4.3.1 Calibration astrophysique

Nous avons commencé par identifier les transitions atomiques conduisant aux écarts les plus élevés à la fois à haute et à basse résolution grâce à N_3 et N_5 . Parmi les raies détectées avec des incertitudes sur la position des raies, nous n'avons eu qu'à corriger légèrement la longueur d'onde du multiplet 6 de S I. Nous avons adopté 869.5524, 869.6319, et 869.7014 nm dans le vide (869.3137, 869.3931, et 869.4626 nm dans l'air), en parfait accord avec [Wiese et al. \[1969\]](#).

Ensuite, pour toutes les autres raies identifiées, il est apparu nécessaire de corriger uniquement leur force d'oscillateur (défini dans la section 3.3.1) sans modifier les autres données de la raie telles que les paramètres d'élargissement. Ces gf ont d'abord été calibrés "astrophysiquement" pour améliorer la qualité du fit (inspection visuelle du fit et vérification des QFP) et correspondre au mieux au spectre Solaire. Nous avons vérifié que cette calibration améliorait également les ajustements d'Arcturus et de Procyon, qui sont les étoiles les plus connues parmi les géantes froides et les naines chaudes que nous avons étudié. Pour cette calibration, nous avons utilisé les abondances chimiques rapportées dans le tableau 4.1. Enfin, comme le montre la section 4.3.2, ces forces d'oscillateur modifiées améliorent la qualité de l'ajustement de toutes nos autres étoiles de référence.

Au total, nous avons calibré environ 170 forces d'oscillateur atomique appartenant à une dizaine d'espèces atomiques différentes (quels que soient leur isotope et leur état d'ionisation) parmi les ~ 70 éléments chimiques présents dans la liste de raies. Toutes ces tran-

sitions calibrées sont listée dans la table 4.4. La distribution entre les forces d'oscillateur initiales et calibrées est présentée dans la figure 4.14 (à l'exception d'une raie de Fe II discutée dans la section 4.3.3 et la Tab. 4.5). Le changement moyen en gf est de 0.30 dex et 50, 80, 95% des raies ont été corrigées de moins de 0,15, 0,50, et 1,10 dex, respectivement. De plus, aucun changement systématique pour une espèce donnée n'est observé. Ces corrections conduisent à des changements de quelques pour cent dans le flux de certaines raies à la résolution RVS. En ce qui concerne les trois énormes raies triplets du calcium qui causaient les plus grandes différences entre les spectres observés et synthétiques, nous avons légèrement diminué leurs forces d'oscillateur de 0,024/0,037/0,027 dex, favorisant la qualité du fit des ailes du calcium puisqu'elles contribuent à plusieurs blends. Cela a conduit à un meilleur fit des ailes, bien qu'il ne soit pas parfait pour toutes les étoiles de référence, étant donné que des comportements différents dans les profils de raies sont observés parmi ces étoiles. Nous notons cependant qu'il était impossible d'ajuster simultanément le cœur et les ailes de ces raies de calcium avec les hypothèses physiques adoptées, car ces cœurs sont probablement soumis à des effets NLTE et/ou chromosphériques non négligeables. L'ajustement parfait à la fois des cœurs et des ailes de ces raies du triplet du calcium nécessiterait en effet un traitement plus réaliste du transfert radiatif dans ces atmosphères stellaires, ce qui est au-delà de l'objectif de l'étude.

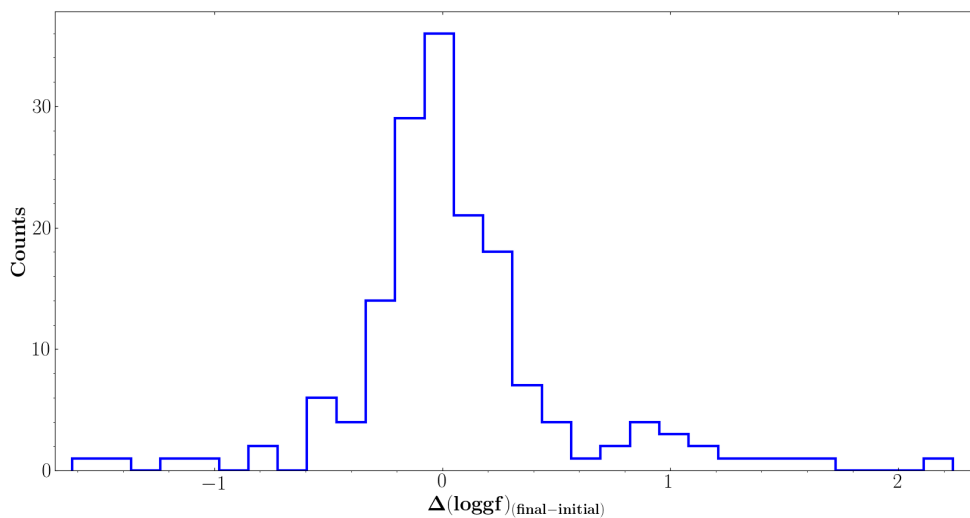


FIGURE 4.14: Distribution des différences entre les forces d'oscillateur initiales (liste de raies GES) et calibrées astrophysiquement (liste de raies *GL*).

4.3.2 Qualité de la liste de raies *GSP-Spec*

Pour quantifier la qualité des nouveaux ajustements effectués sur la liste de raies (entre les spectres observés et simulés en adoptant la liste de raies *GSP-Spec* Spec améliorée), la Table 4.5 présente les QFP calculés à la résolution RVS. Cette Table est construite comme la table 4.2, à laquelle elle doit être comparée. La deuxième colonne, pour chaque étoile de référence ('GL' pour Gaia Linelist) se réfère aux QFP correspondant à la liste de raies finale

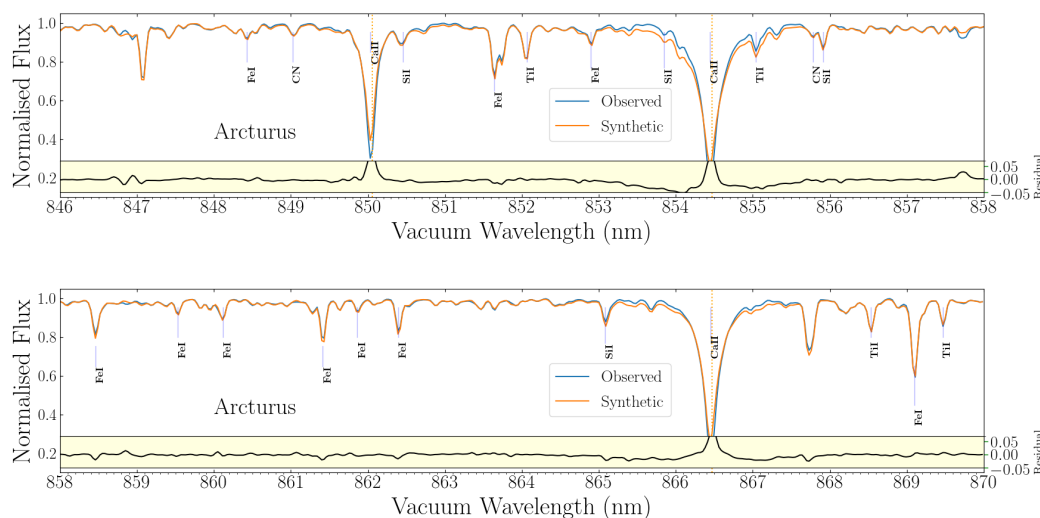


FIGURE 4.15: Identique aux Figs. 4.6 et 4.7 mais avec la liste de raies *GSP-Spec*. De plus, nous indiquons en bas de chaque figure la différence entre les spectres observés et synthétiques.

adoptée par le module *GSP-Spec* (les spectres étant calculés exactement comme ceux décrits dans la section 4.1.2). La troisième colonne (GL_{noCaT}) montre les QFP en retirant les raies de Ca II comme fait précédemment. Enfin, à titre de comparaison, la première colonne montre pour chaque étoile de référence les résultats obtenus dans la Tab. 4.2 avec la liste de raies GES.

Premièrement, nous pouvons voir globalement une amélioration de la qualité du fit pour chaque étoile de référence en adoptant cette nouvelle liste de raie : les valeurs du χ^2 sont plus faibles et la majorité des importants écarts ont disparu. Par exemple, en retirant les raies du triplet de calcium, les valeurs de N_3 et N_5 deviennent nulles, excepté pour quelques *wlp* pour μ Leo (causés par les raies moléculaires) et ϵ Eri (une raie de Si n'étant pas très bien reproduite, laissant supposer une abondance de Si pour cette étoile différente de celle adoptée). Un gain d'environ un facteur 2 pour N_3 est également obtenu pour ϵ Eri, le Soleil et Procyon, en considérant tout le domaine spectral. Nous remarquons un gain important pour N_1 , particulièrement pour le Soleil.

L'amélioration de la qualité du fit est également illustrée dans les figures 4.15 à 4.20, qui sont similaires aux figure 4.6 à 4.12. Visuellement, le Soleil et 61 Cyg A présentent les meilleurs fits, tandis que celui de μ Leo semble être le moins bon. Nous remarquons que les plus grands écarts proviennent des raies du calcium. Les cœurs du Ca II (pour toutes les étoiles sauf 61 Cyg A) et les ailes (notamment pour Procyon) sont responsables des plus gros écarts.

Pour conclure, à l'exception des raies du triplet du calcium et de quelques raies moléculaires, cette nouvelle liste de raies améliore considérablement la qualité du fit entre les spectres observés et synthétiques pour les étoiles de référence. Naturellement, cette nouvelle liste de raies a été utilisée pour l'analyse des spectres Gaia/RVS dans le cadre du troisième relevé de la mission, publié le 13 juin 2022.

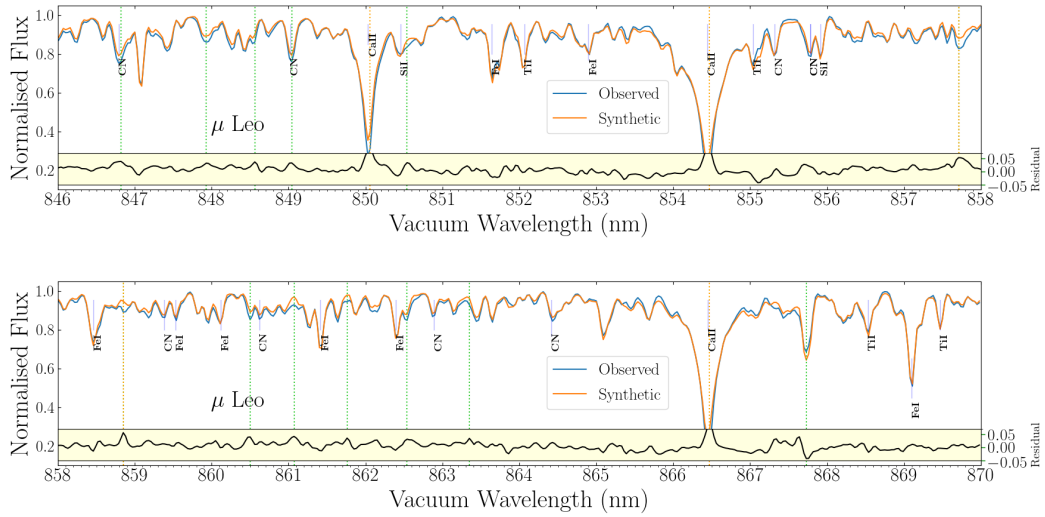


FIGURE 4.16: Identique à la Fig. 4.15 mais pour μ Leo

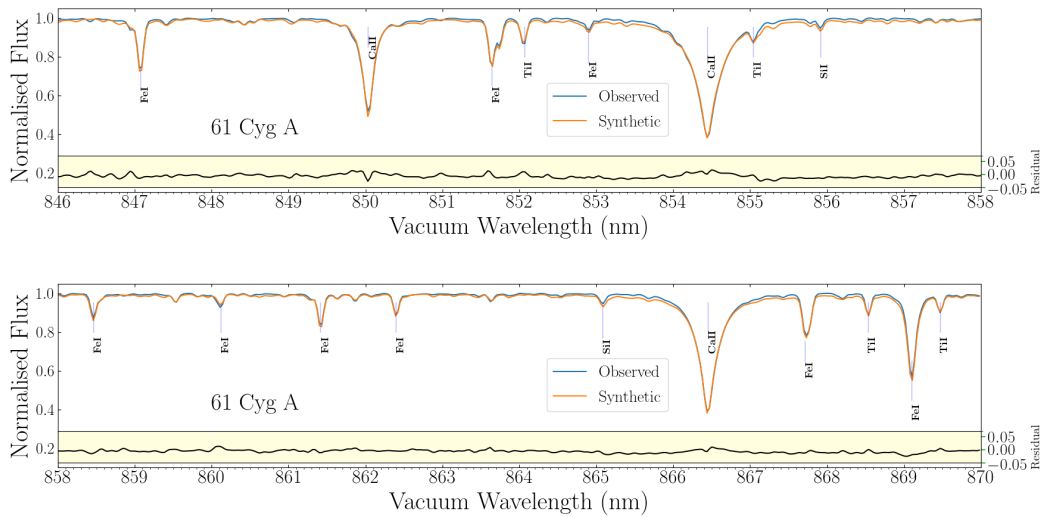


FIGURE 4.17: Identique à la Fig. 4.15 mais pour 61 Cyg A

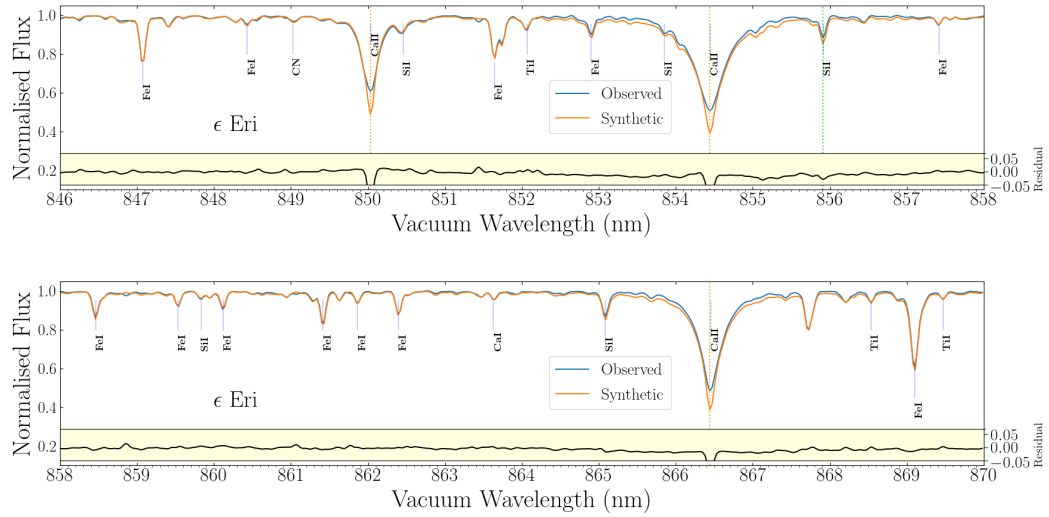


FIGURE 4.18: Identique à la Fig. 4.15 mais pour ϵ Eri

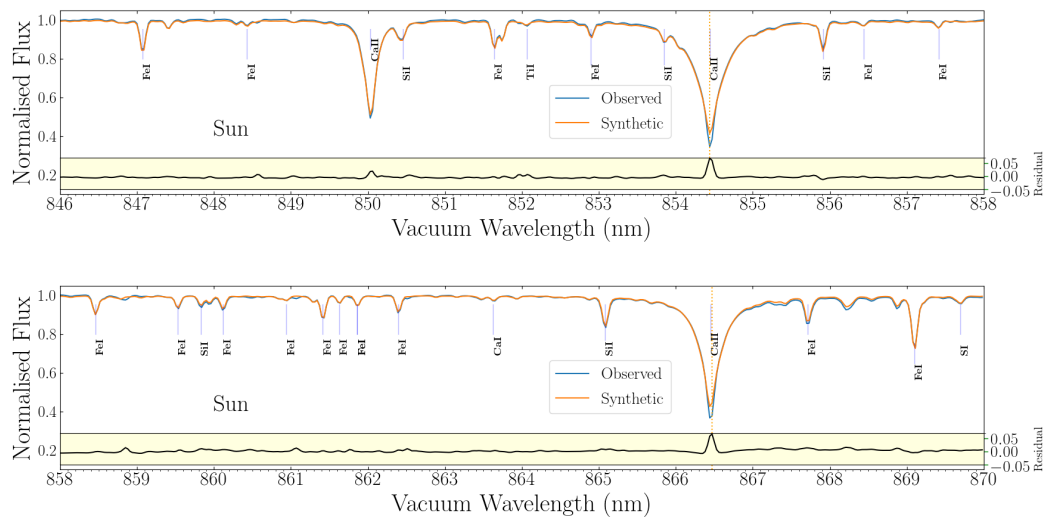


FIGURE 4.19: Identique à la Fig. 4.15 mais pour le Soleil

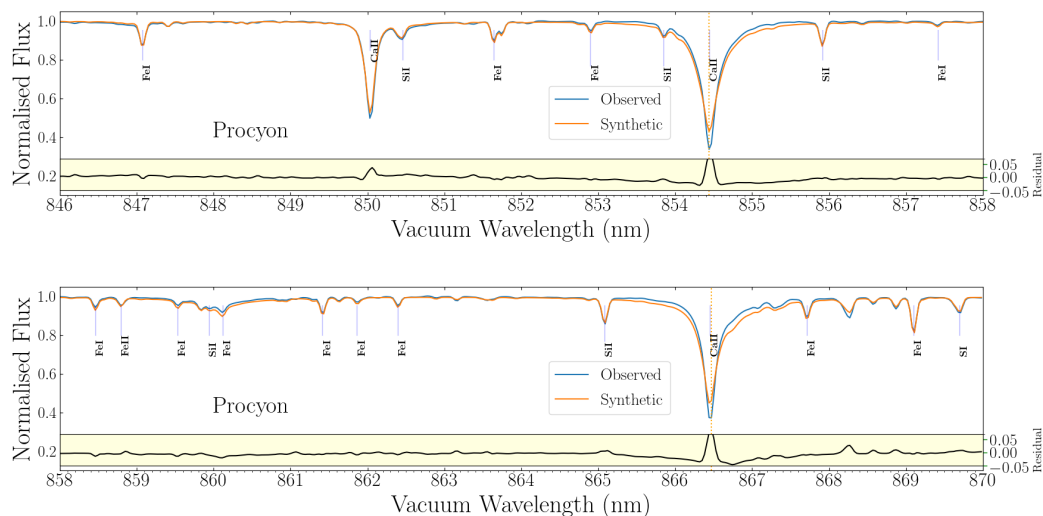


FIGURE 4.20: Identique à la Fig. 4.15 mais pour Procyon

4.3.3 Identification d'une raie de Fe II

Lors de la construction de la nouvelle liste de raie, nous avons identifié une raie présente dans le spectre observé de Procyon et du Soleil (le cœur de la raie étant à un flux normalisé de 0.95 et 0.97 à la résolution du RVS, respectivement). En examinant les spectres d'étoiles plus chaudes, nous avons remarqué que cette raie devenait d'autant plus forte que la T_{eff} augmentait, suggérant la nature ionisée de l'élément produisant cette raie. Le cœur de cette raie a été localisé à une longueur d'onde de 858.794 nm dans le vide (858.558 dans l'air) et est absent des spectres synthétiques (quelque soit la température) et donc de la liste de raies GES, ou possède des paramètres atomiques erronés. Afin de l'identifier, nous avons cherché toutes les raies avec une longueur d'onde comprises entre 858.0 et 858.6 nm dans les bases de données VALD et NIST ainsi que dans la compilation de raies de R.L. Kurucz⁴.

Premièrement, Moore et al. [1966] identifia cette raie comme étant une transition de S I, mais puisque aucune raie de soufre n'est présente dans les bases de données précédemment citées, nous avons rejeté cette hypothèse.

Ensuite, les deux autres meilleures hypothèses sur la nature de cette raie sont qu'elle soit une raie de Fe II (858.544 nm dans l'air et 858.788 nm dans le vide) ou bien une raie de Sr III (858.522 dans l'air et 858.788 dans le vide). Cependant, l'énergie d'excitation (33 eV) de cette raie semble trop élevée pour que la raie soit détectée dans les étoiles de température effective inférieure à environ 8000 K (comme le Soleil ou Procyon). Les autres raies candidates étant trop éloignées en longueur d'onde et/ou trop faibles, nous avons donc supposé que cette raie comme correspondant à la transition Fe II qui était déjà présente dans la liste GES originale mais avec une force d'oscillateur beaucoup trop faible pour être significatif. Afin de bien ajuster nos spectres d'étoiles chaudes de référence, nous avons dû calibrer sa longueur d'onde et sa force d'oscillateur, qui a été augmenté de 8,786 dex. Nous notons

4. <http://kurucz.harvard.edu/linelists/>

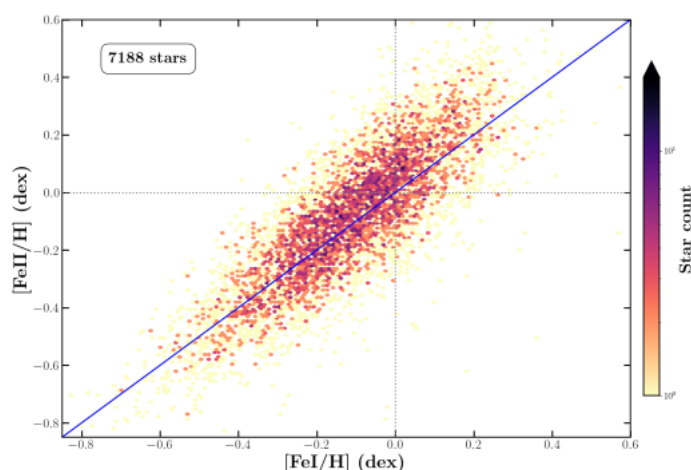


FIGURE 4.21: Abondances de Fe II en fonction des abondances de Fe I sur un échantillon de 7188 étoiles provenant de la DR3 de Gaia. Source : [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#)

également que cette raie semble être mélangée à une autre raie non identifiée (autour de 858.850 nm dans le vide) qui apparaît beaucoup plus faiblement dans les spectres de Procyon et du Soleil. Néanmoins, cette raie Fe II provisoire a été adoptée dans notre liste de raies *GSP-Spec* et améliore bien la qualité d'ajustement des spectres d'étoiles chaudes.

Indépendamment et lors de l'analyse des spectres RVS par le module *GSP-Spec*, la nature Fe II de cette raie a été confirmée par les données de la Gaia DR3. Comme le montre la Figure 4.21 qui illustre les abondances de Fe II en fonction des abondances de Fe I (pour un échantillon de 7188 étoiles défini dans [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#)), nous trouvons une excellente corrélation (coefficient de corrélation Spearman égal à 0.82) confirmant notre hypothèse sur la nature de cette raie. Nous détaillerons dans le chapitre suivant comment ces abondances de Fe I et Fe II ont été déterminées par le module *GSP-Spec*.

4.4 Bilan

L'analyse automatique des spectres Gaia-RVS réalisée par le module DPAC/*GSP-Spec* afin d'estimer les paramètres atmosphériques et les abondances chimiques individuelles des étoiles s'appuie sur des grilles de spectres synthétiques. Pour calculer ces grilles de spectres, des données atomiques et moléculaires de bonne qualité sont nécessaires. Dans ce chapitre, nous avons présenté la liste de raies qui a été élaborée afin d'être adoptée dans le cadre du troisième relevé de la mission spatiale Gaia.

Pour quantifier la qualité de cette liste de raies, nous avons utilisé six étoiles de référence représentatives de différentes populations stellaires et ayant des paramètres connus avec précision et des spectres publics de très bonne qualité et à haute résolution spectrale.

Nous avons initié cette étude à partir de la liste de raies produite dans le cadre du Gaia-ESO survey. Nous avons comparé les spectres observés et synthétiques (avec des modèles

d'atmosphère calculés 1D LTE MARCS et le code TURBOSPECTRUM) pour ces six étoiles de référence et trouvé un bon accord global bien que certaines raies présentent des différences importantes.

Nous avons donc ensuite calibré "astrophysiquement" les données atomiques des raies présentant les désaccords les plus importants afin d'obtenir un meilleur accord pour nos six étoiles de référence. Cette étape nous a conduit à modifier la force d'oscillateur de 170 raies atomiques. (Tab. 4.4)

Cette nouvelle liste de raies a été adoptée pour la détermination des paramètres atmosphériques et des abondances chimiques de 13 espèces différentes dans la DR3 de Gaia. La détermination de ces abondances est détaillée dans le prochain chapitre. Parmi ces 13 espèces se trouve une raie de Fe II, identifiée lors de la calibration. Les raies de trois éléments formés par capture de neutrons (zirconium, cérium et néodyme) sont également présentes. Une grande partie de la suite de cette thèse est consacrée à ces raies.

TABLE 4.2: QFP calculés à partir de la comparaison entre les spectres synthétiques et observés à $R = 11\,500$ ($800\ wlp$), en adoptant la liste de raies GES sur tout le domaine du RVS et en rejetant ou pas le cœur des raies du triplet du calcium (GES_{noCaT} ; voir texte pour la définition des longueur d'ondes rejetées).

Etoile	Géante froides		Naines froides		Naines chaudes	
	Arcturus GES/GES _{noCaT}	μ Leo GES/GES _{noCaT}	61 Cyg A GES/GES _{noCaT}	ϵ Eri GES/GES _{noCaT}	Sun GES/GES _{noCaT}	Procyon GES/GES _{noCaT}
χ^2	0.23/0.04	0.31/0.19	0.08/0.05	0.21/0.05	0.07/0.03	0.17/0.04
N_5	17/0	18/7	0/0	11/0	4/0	6/0
N_3	42/0	59/46	1/0	10/3	7/1	43/4
N_1	210/123	390/286	306/196	273/146	96/50	176/84

TABLE 4.3: Identique que la Tab. 4.2 mais à $R = 100\,000$ (24 000 *wlp*).

Etoile	<i>Géante froides</i>		<i>Naines froides</i>		<i>Naines chaudes</i>	
	Arcturus GES/GES _{noCaT}	μ Leo GES/GES _{noCaT}	61 Cyg A GES/GES _{noCaT}	ϵ Eri GES/GES _{noCaT}	Sun GES/GES _{noCaT}	Procyon GES/GES _{noCaT}
χ^2	10.94/3.45	25.94/18.86	4.71/3.09	10.67/3.23	4.34/2.00	7.92/2.43
N_5	812/220	2711/2022	99/63	446/186	311/115	471/182
N_3	1811/809	3581/2724	594/405	723/413	511/435	1585/305
N_1	5816/3170	9079/6694	9392/6385	8972/5367	3854/1960	5399/2946

TABLE 4.4: Liste des raies atomiques calibrées lors de la construction de la liste de raies *GSP-Spec*. La première colonne indique l'élément et son état d'ionisation. Les colonnes 2 et 3 sont pour les longueurs d'onde dans l'air et dans le vide. La colonne 4 est le potentiel d'excitation inférieur provenant de la liste de lignes GES. Col. 5 : $\log(gf)$ de la liste de raies GES tandis que la Col. 6 donne les valeurs que nous avons calibrées. Les raies sont ordonnées par numéro atomique croissant et longueur d'onde croissante pour chaque espèce atomique. La liste de toutes les raies modifiées se trouve ici : <https://vizier.cds.unistra.fr/viz-bin/VizieR?-source=J/A+A/654/A130>

Element	λ_{air} (nm)	λ_{vac} (nm)	E (eV)	$\log(gf)_{GES}$	$\log(gf)_{RVS}$
Na I	864.8931	865.2307	3.191	-1.997	-2.040
Mg I	860.9727	861.2092	6.118	-2.810	-2.300
Si I	846.1482	846.3807	5.964	-2.757	-2.400
Si I	849.2077	849.4410	5.863	-2.742	-2.100
Si I	850.1544	850.3880	5.871	-0.817	-1.260
.
.

TABLE 4.5: QFP calculés à partir de la comparaison entre les spectres synthétiques et observés à $R = 11,500$ (800 wlp) pour la liste de raies de la Gaia Linelist (GL) et en rejetant les raies du triplet du calcium (GL_{noCaT}). Nous avons rajouté pour chaque étoile les valeurs obtenues avec la liste de raies GES.

Star	Cool giants		Cool dwarfs		Hot dwarf	
	Arcturus	μ Leo	61 Cyg A	ϵ Eri	Sun	Procyon
	GES/GL/ GL_{noCaT}	GES/GL/ GL_{noCaT}	GES/GL/ GL_{noCaT}	GES/GL/ GL_{noCaT}	GES/GL/ GL_{noCaT}	GES/GL/ GL_{noCaT}
χ^2	0.23/0.20/0.03	0.31/0.26/0.14	0.08/0.08/0.06	0.21/0.17/0.04	0.07/0.04/0.02	0.17/0.14/0.03
N ₅	17/15/0	18/14/3	0/0/0	11/10/0	7/4/0	6/6/0
N ₃	42/32/0	59/43/29	1/0/0	10/5/1	7/2/0	43/22/0
N ₁	210/166/82	390/358/285	306/313/222	273/254/128	96/32/21	176/160/54

GENERAL STELLAR PARAMETRIZER FROM SPECTROSCOPY : *GSP-Spec*

5.1	Méthodes employées pour le module <i>GSP-Spec</i>	135
5.1.1	Grilles de spectres synthétiques	135
5.1.2	Détermination des paramètres stellaires et des abondances chimiques	138
5.1.3	Spectres RVS	142
5.2	Principaux résultats de la paramétrisation <i>GSP-Spec</i>	143
5.2.1	Flag de qualité : <i>flags_gspspec</i>	144
5.2.2	Calibrations proposées par <i>GSP-Spec</i>	146
5.2.3	Histogramme des abondances <i>GSP-Spec</i>	147
5.3	Echantillon de Cérium	147
5.3.1	Comparaison avec des catalogues d'abondances de cérium de la littérature	149
5.3.2	Définition de l'échantillon de travail : le <i>low-uncertainty Ce sample</i>	151
5.3.3	Comparaison du <i>low-uncertainty Ce sample</i> avec la littérature	153
5.4	Echantillon de Néodyme	153
5.4.1	Définition de l'échantillon de Nd	155
5.4.2	Validation des abondances de Nd	156
5.5	Bilan	157

Le 13 juin 2022, le troisième relevé de la mission Gaia a été publié. Parmi les très nombreux résultats présentés, 5.6 millions d'étoiles observées par le RVS ont été paramétrées

avec leurs paramètres atmosphériques et jusqu'à 13 abondances chimiques individuelles.

Nous allons détailler dans ce Chapitre les méthodes utilisées par le module *GSP-Spec* pour paramétrer les étoiles (Sect. 5.1). Nous allons ensuite voir les résultats obtenus par le module *GSP-Spec* dans la Section 5.2 et nous nous concentrerons sur les abondances de cérium (Sect. 5.3) et de néodyme (Sect. 5.4) afin de définir des échantillons de travail qui seront utilisés dans les deux prochains chapitres.

5.1 Méthodes employées pour le module *GSP-Spec*

Nous allons détailler dans cette section les outils utilisés pour obtenir les paramètres physico-chimiques des étoiles, sur lesquels cette thèse est basée.

De manière très brève, les paramètres atmosphériques et les abondances chimiques sont obtenus par la méthode de la synthèse spectrale (Sect. 4.1.2), c'est à dire la comparaison entre les spectres observés par le spectromètre de Gaia (le RVS) et une grille de spectres synthétiques de référence.

On rappelle que pour créer cette grille, plusieurs ingrédients sont nécessaires : une liste de raie précise (à laquelle nous avons dédié le Chapitre précédent), des modèles d'atmosphère et un code de transfert radiatif. Dans cette section, nous allons brièvement décrire ces outils avant de plonger dans la description des codes utilisés pour paramétrer de manière automatique les étoiles.

5.1.1 Grilles de spectres synthétiques

Pour l'analyse des spectres Gaia, les codes de détermination des paramètres stellaires ainsi que des abondances chimiques reposent sur le calcul de grilles de spectres synthétiques, qui sont utilisées pour entraîner les codes avant leur application et servent également de modèles de référence pour la détermination du continu des spectres observés mais également les paramètres atmosphériques et les abondances individuelles. Pour les paramètres atmosphériques, la grille possède 4 dimensions (T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$ ¹, $[\alpha/Fe]$) tandis que pour les abondances, une cinquième dimension est rajoutée : $[X/Fe]$ où X est l'élément chimique considéré.

Nous renvoyons à [de Laverny et al. \[2012b\]](#) pour une description détaillée du calcul de ces grilles. Brièvement, elles sont calculées avec des modèles atmosphériques MARCS et le code transfert radiatif TURBOSPECTRUM, que nous allons brièvement décrire ici.

Modèles atmosphériques MARCS

Les modèles d'atmosphère que nous avons utilisés sont les modèles MARCS² [[Gustafsson et al., 2008](#)] et sont calculés pour une atmosphère en 1D et en supposant l'LTE.

La grille MARCS complète et accessible en ligne comporte 51993 modèles d'atmosphère ayant $2500 \leq T_{\text{eff}} \text{ (K)} \leq 8000$, $-0.5 \leq \log(g) \leq 5.5$ et $-5.0 \leq [M/H] \text{ (dex)} \leq +1.0$. Les valeurs de $[\alpha/Fe]$ varient en conséquence entre -0.4 et 0.8 dex. Plusieurs valeurs de v_{micro} existent (1,2 et 5 km/s) et plusieurs masses de l'étoile peuvent être considérées (0.5, 1, 2, 5, 15 M_{\odot}).

Il existe également deux types de géométrie : plan-parallèle (pour les étoiles avec $\log(g) > 3.5$) et sphérique (pour les étoiles avec $\log(g) > 3.5$) [[Heiter and Eriksson, 2006](#)]. Par la suite,

1. A noter que la métallicité est correspond à l'abondance du Fer

2. <https://marcs.astro.uu.se/>

nous ferons la séparation entre naines et géantes à $\log(g) = 3.5$. Enfin, certains modèles MARCS prennent en compte des atmosphères carbonées, enrichies ou appauvries en éléments α , mais toutes les grilles que nous avons utilisées ont été calculées avec la "composition standard".

Dans le cas de la grille *GSP-Spec*, 13 848 modèles atmosphériques ont été sélectionnés couvrant des températures effectives allant de 2600 à 8000 K par pas de 200 ou 250 K (en dessous ou au dessus de 4000 K, respectivement), -0.5 à 5.5 pour $\log(g)$ (pas de 0.5 dex), et -5.0 à 1.0 dex pour la métallicité moyenne (pas de 0.25 dex pour $[M/H] > -2.0$ dex et 0.5 dex pour les valeurs $[M/H]$ inférieures). Pour chaque métallicité, tous les enrichissements $[\alpha/Fe]$ disponibles ont été pris en compte. En pratique, cela correspond à des modèles dont les valeurs $[\alpha/Fe]$ varient entre -0.4 dex et +0.8 dex au maximum, autour de la relation classique observée pour les populations galactiques : $[\alpha/Fe] = 0.0$ dex pour $[M/H] \geq 0.0$ dex, $[\alpha/Fe] = +0.4$ dex pour $[M/H] \leq -1.0$ dex et $[\alpha/Fe] = -0.4 \times [M/H]$ pour $-1.0 \leq [M/H] \leq 0.0$ dex. Cependant, nous notons que toutes les valeurs de $[\alpha/Fe]$ n'étaient pas toujours disponibles pour un ensemble donné de T_{eff} , $\log(g)$ et $[M/H]$. Afin d'améliorer la couverture de l'espace des paramètres (notamment dans la dimension $[\alpha/Fe]$ pour laquelle un pas de 0,1 dex a été adopté), cette première sélection de modèles MARCS a été complétée par des modèles interpolés linéairement, en utilisant l'outil développé par T.Masseron et disponible sur le site MARCS³. La grille résultante de modèles d'atmosphère MARCS adoptée dans le présent travail contient 35 803 modèles.

A noter que les modèles pour les naines (définies comme $\log(g) > 3.5$) avec une géométrie plan-parallèle et une vitesse de microturbulence de 1.0 km/s alors qu'une géométrie sphérique avec une masse de $1M_{\odot}$ et $v_{\text{micro}} = 2.0$ km/s ont été considérés pour les géantes ($\log(g) \leq 3.5$).

TURBOSPECTRUM

TURBOSPECTRUM est un code développé par B.Plez pour résoudre la RTE et calculer des spectres synthétiques sur un domaine de longueur d'onde donné. TURBOSPECTRUM peut prendre les modèles atmosphériques MARCS (même ceux interpolés) et ATLAS9 en input. Plusieurs abondances Solaires de référence peuvent être utilisées, dont celles de [Grevesse et al. \[2007\]](#). Nous rappelons que ce sont ces abondances Solaires qui est employées tout au long de ce manuscrit de thèse. La dernière version de TURBOSPECTRUM en date est la 19.1.5 cependant les grilles calculées pour obtenir les abondances et les paramètres stellaires pour la DR3 de Gaia est la version 19.1.2, qui était la version la plus récente au moment de l'analyse des spectres, aux alentours de 2020-2021.

Grilles 4D et 5D pour l'analyse *GSP-Spec*

Pour chaque modèle d'atmosphère, un spectre synthétique a été calculé entre 842 et 874 nm (plus large que le celui du RVS afin d'éviter les effets de bord), en utilisant la liste de raie décrite dans le Chapitre précédent. Les spectres synthétiques ont également été calculés en

3. <https://marcs.astro.uu.se/>

utilisant une formulant reliant v_{micro} en fonction de T_{eff} , $\log(g)$ et $[M/H]$ (Bergemann et al., in preparation) :

si $\log(g) > 3.5$:

$$v_{\text{micro}} = 1.05 + 2.51 \cdot 10^{-4} \times (T_{\text{eff}} - T_{\text{eff}0}) + 1.5 \cdot 10^{-7} \times (T_{\text{eff}} - T_{\text{eff}0})^2 - 0.14 \times (\log(g) - \log(g)_0) - 0.005 \times (\log(g) - \log(g)_0)^2 + 0.05 \times [M/H] + 0.01 \times [M/H]^2$$

si $\log(g) > 3.5$:

$$v_{\text{micro}} = 1.25 + 4.01 \cdot 10^{-4} \times (T_{\text{eff}} - T_{\text{eff}0}) + 3.1 \cdot 10^{-7} \times (T_{\text{eff}} - T_{\text{eff}0})^2 - 0.14 \times (\log(g) - \log(g)_0) - 0.05 \times (\log(g) - \log(g)_0)^2 + 0.05 \times [M/H] + 0.01 \times [M/H]^2$$

où $T_{\text{eff}0} = 5500$ et $\log(g)_0 = 4.0$

Ces spectres sont calculés dans l'air et la conversion dans le vide est faite grâce à la relation de [Birch and Downs \[1994b\]](#). Aucun élargissement dû à la rotation de l'étoile ou aux phénomènes de macroturbulence n'ont été considérés. L'impact de ce choix a été quantifié par le module *GSP-Spec* (Sect. 5.2.1). Les spectres synthétiques ont ensuite été convolués à la résolution spectrale du RVS (11 500) avec un pas en longueur d'onde de 0.03 nm en utilisant les outils développés par la DPAC/CU6 [Sartoretti et al. \[2018\]](#). La grille 4D finale contient 51 373 spectres. Cette dernière est illustrée dans la Fig. 5.1 provenant de [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#).

Pour la détermination des abondances chimiques individuelles, des grilles 5D sont nécessaires, où les quatre premières dimensions sont celles de la grille 4D et la dimension supplémentaire correspond à l'élément chimique X considéré (N, Mg, Si, S, Ca, Ti, Cr, Fe, Ni, Zr, Ce ou Nd). Un sous-ensemble des paramètres de la grille 4D a été sélectionné : $T_{\text{eff}} > 3500$ K et $[M/H] > -3.0$ dex (sauf pour Ca, Fe et Ti qui peuvent être détectés jusqu'à $[M/H] \sim -5.0$ dex) pour calculer ces grilles 5D. Les grilles sont calculées avec des pas de 0.2 dex en abondance conduisant à 21 valeurs possibles de $[X/Fe]$, pour chaque combinaison de T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$ et $[\alpha/Fe]$. Cela conduit à une grille 5D composée de 478 400 spectres (sauf pour les grilles de Ca, Fe et Ti qui contiennent 590 750 spectres).

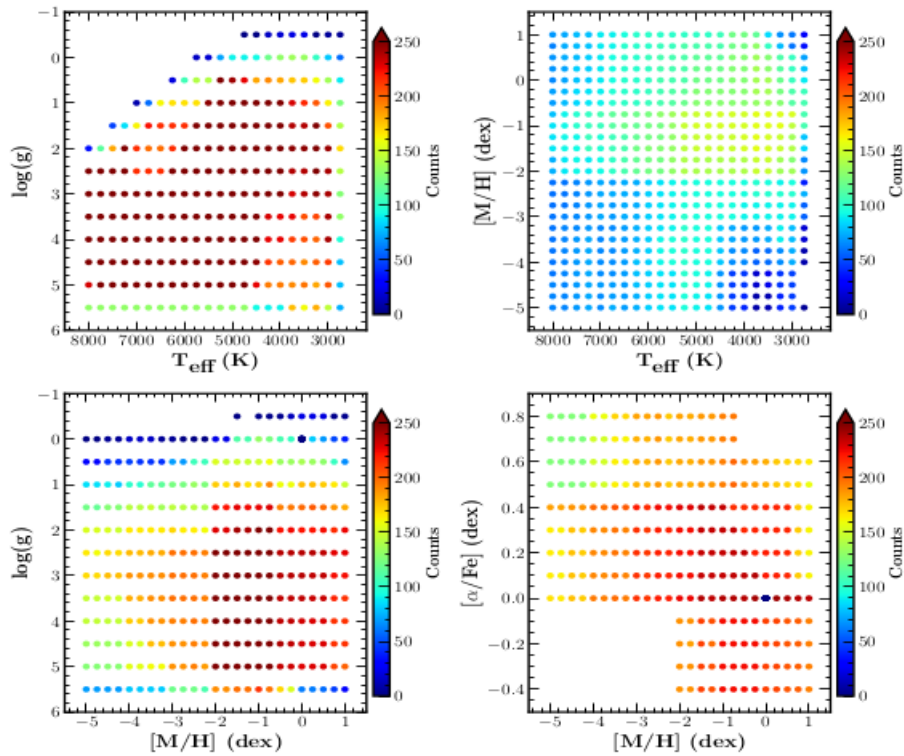


FIGURE 5.1: Distribution dans l’espace des paramètres quadridimensionnel de la grille de référence *GSP-Spec*, qui contient les 51 373 spectres synthétiques adoptés pour la paramétrisation stellaire. Le code couleur fait référence au nombre de spectres disponibles dans chaque projection 2D. Pour la dérivation de l’abondance chimique d’un élément chimique donné X, 21 spectres sont calculés pour la plupart des combinaisons des quatre paramètres atmosphériques en faisant varier l’abondance individuelle de X (12 espèces différentes ont été prises en compte : N, Mg, Si, S, Ca, Ti, Cr, Fe, Ni, Zr, Ce, Nd). Source : [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#).

5.1.2 Détermination des paramètres stellaires et des abondances chimiques

Comme nous l’avons dit précédemment, le module *GSP-Spec* a déterminé environ 5.6 million de paramètres atmosphériques et d’abondances chimiques grâce aux algorithmes MATISSE et GAUGUIN, qui seront présentés brièvement dans cette section. A noter qu’une autre procédure basée sur un Artificial Neural Networks (ANN) a permis de déterminer 5 524 387 paramètres atmosphériques. Cependant cette procédure ne sera pas développée dans ce Chapitre car ces paramètres moins précis n’ont pas été considérés dans nos étude. Nous renvoyons à [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#) pour une description plus détaillée des différentes procédures.

La procédure MatisseGauguin pour déterminer les paramètres et les abondances individuelles est résumée dans la Fig. 5.2, qui provient de [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#).

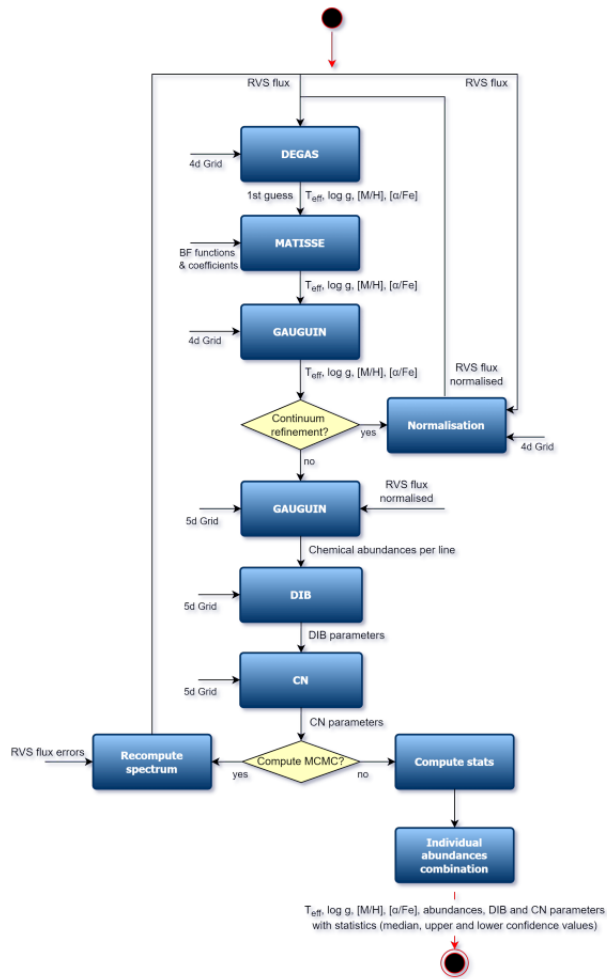


FIGURE 5.2: Vue schématique de la procédure MatisseGauguin pour estimer les paramètres atmosphériques et les abondances individuelles. Source : [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#).

Paramètres atmosphériques : Méthodes MATISSE et GAUGUIN

Afin d’initialiser la procédure MatisseGauguin, une première estimation est faite grâce au code DEGAS [Bijaoui et al. \[2010\]](#), qui est un algorithme de type arbre de décision et qui considère l’ensemble de la grille 4D.

Le code MATISSE [\[Recio-Blanco et al., 2006\]](#) est ensuite appliqué de manière itérative. Ce dernier est une méthode de régression multi-linéaire résultant de la projection du spectre observé sur des vecteurs issus de la phase d’apprentissage (les fonctions Bf sur la Fig. 5.2). Ces derniers prennent en compte la sensibilité (à chaque point en longueur d’onde) du flux aux variations des paramètres atmosphériques et sont calculés avec les grilles de références 4D (calculées sans bruit). La projection MATISSE, appliqué aux solutions initiales de DEGAS, permet de dériver de nouveaux paramètres atmosphériques. Cette procédure est répétée jusqu’à convergence, avec un maximum de 10 itérations.

Ensuite, l’algorithme GAUGUIN [\[Bijaoui, 2012, Recio-Blanco et al., 2016b\]](#) est employé autour de la solution fournie par MATISSE. GAUGUIN est un algorithme d’optimisation utilisant la méthode de Gauss-Newton basée sur une linéarisation locale autour d’un ensemble de paramètres associé à une grille de spectres de référence. Son but est de trouver la direction dans l’espace des paramètres ayant le gradient le plus négatif en fonction de la distance (différence de flux entre le spectre observé et synthétique). Une fois la direction trouvée, le gradient est recalculé de manière itérative en modifiant les paramètres initiaux afin de fournir une nouvelle estimation des paramètres. A la fin de la procédure, la solution MatisseGauguin fournit les 4 paramètres atmosphériques : T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$, $[\alpha/Fe]$.

Les solutions des paramètres trouvées par les algorithmes sont utilisées pour estimer à nouveau le placement du continu, ce qui est particulièrement important pour les étoiles froides qui possèdent un pseudo-continu. Le placement du continu et les étapes de normalisation sont décrites en détail dans [\[Santos-Peral et al., 2020\]](#). Le spectre observé (O) est comparé à un spectre 1D provenant de l’interpolation de la grille 4D de référence (S) avec les bons paramètres atmosphériques. Les points les plus appropriés du résidu (défini comme S/O) sont sélectionnés en utilisant une procédure itérative incluant une régression linéaire et un σ -clipping. Le résidu est ensuite fit avec un polynôme du troisième degré. Enfin, le spectre observé est divisé par ce polynôme pour obtenir un spectre re-normalisé. Les paramètres atmosphériques vont ensuite être à nouveau estimés en utilisant ce nouveau spectre normalisé.

Estimation des abondances : Méthode GAUGUIN

Une fois les paramètres atmosphériques et le spectre normalisé obtenus, l’abondance d’un élément X peut être obtenue après avoir sélectionné les raies spectrales à analyser (33 raies ont été étudiées dans le cadre de la DR3 Gaia comme nous le verrons plus bas).

Pour chaque raie associée à un élément chimique X, un spectre de référence 1D est calculé. Ce dernier est interpolé à partir de la grille de référence 5D avec les paramètres atmosphériques de l’étoile. La valeur de l’abondance de l’élément X peut varier, comme nous pouvons le voir sur la Fig. 5.3 qui montre un exemple de variation de l’abondance de Ce sur

un spectre synthétique 1D. Ensuite, une seconde normalisation autour de la raie est faite [Santos-Peral et al., 2020]. Puis, un minimum de la distance quadratique entre le spectre observé et le spectre 1D est obtenu donnant ainsi une première estimation de la valeur de l'abondance ($A^0(X)$). L'abondance finale est obtenue avec la méthode GAUGUIN qui va itérer jusqu'à ce que la différence entre deux itérations consécutives soit plus petite qu'une valeur seuil. Un schéma de la procédure GAUGUIN pour l'estimation des abondances chimiques est donné dans la figure 5.4.

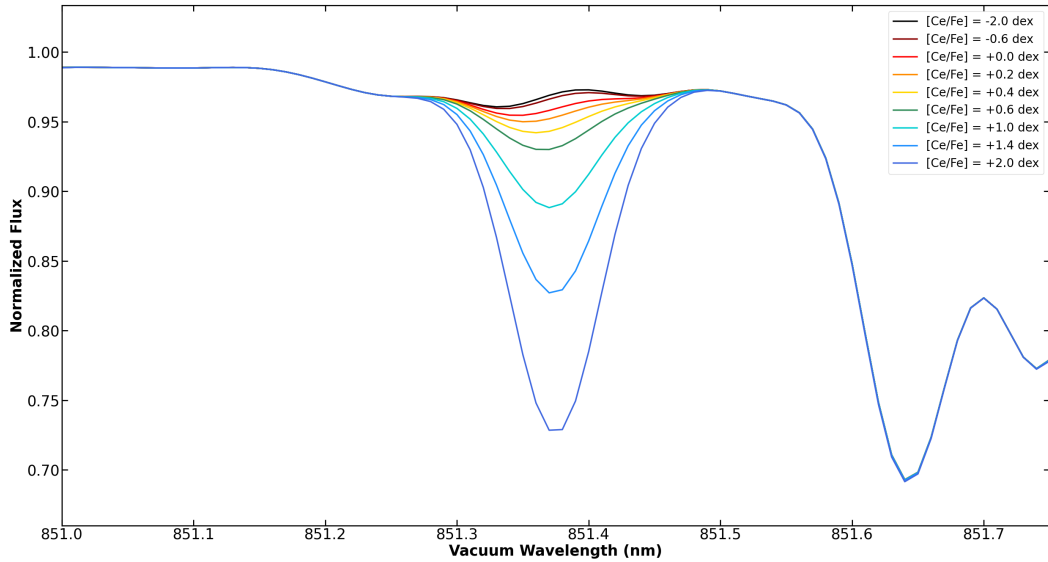


FIGURE 5.3: Variation de l'abondance de Ce (en dex) pour un spectre synthétique 1D calculé avec les mêmes outils que le module *GSP-Spec* : $T_{\text{eff}} = 4000$ K, $\log(g) = 0.5$, $[M/H] = -0.5$, $[\alpha/Fe] = 0.1$ et une abondance de Ce variant de -2.0 à 2.0 dex

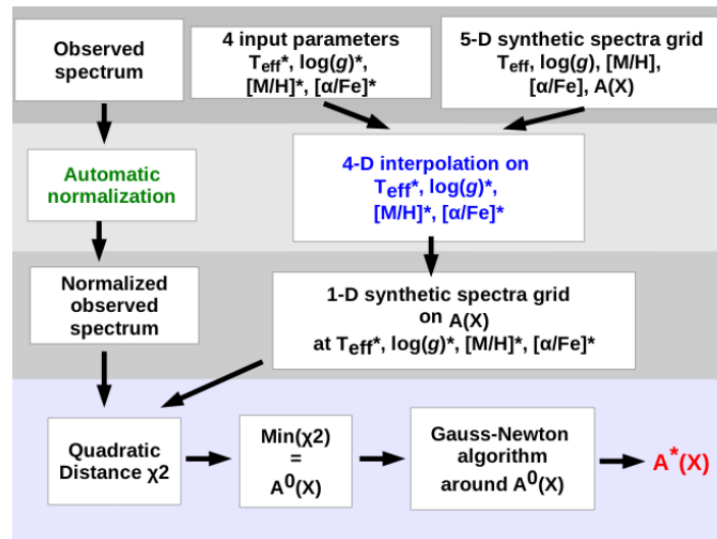


FIGURE 5.4: Représentation schématique des étapes implémentés dans l'algorithme GAUGUIN. Source : Thèse de Guillaume Guiglion.

Sélection des raies

L'analyse *GSP-Spec* repose sur la liste de raies présentée dans le chapitre précédent. Cependant, la majorité des raies sont trop faible et/ou mélangées avec d'autres raies pour permettre une détermination précise des abondances. Par conséquent, des raies spécifiques (ainsi que les domaines de normalisation correspondants) doivent être sélectionnés.

En inspectant visuellement à haute ($R \sim 100\,000$) et moyenne résolution spectrale (celle du RVS : 11 500) les spectres d'Arcturus, μ Leo, le Soleil et Procyon (4 des 6 étoiles de références utilisées dans le Chapitre précédent), une sélection de 130 raies appartenant à 12 atomes différents et 11 raies de CN ont été sélectionnées. Les raies avec d'éventuels mélanges et celles peu sensibles aux changements d'abondance sur les spectres synthétiques ont été retirées.

Un domaine de longueur d'onde autour de chaque raie a été défini afin de faire la seconde normalisation (placement local du pseudo-continu). Des tests sur 10 000 spectres RVS ont été faits pour optimiser ces domaines. A noter que pour les raies du triplet de calcium, le cœur des raies a été retiré car ce dernier est soumis à des effets NLTE/chromosphériques non pris en compte par les grilles de référence *GSP-Spec*. La sélection des raies a également été optimisée pour minimiser la dispersion raie à raie.

Au final, 33 raies ont été adoptées pour la détermination d'abondances chimiques par le module *GSP-Spec*. La liste de ces raies se trouve dans Tab. B.1. de [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#).

5.1.3 Spectres RVS

Avant d'être analysés par le module *GSP-Spec* une estimation de la vitesse radiale des spectres RVS [[Katz et al., 2023](#)] est déterminée par la DPAC/CU6. A noter également que le vrai domaine spectral observé par le RVS s'étend de 845 à 872 nm mais que les spectres sont analysés uniquement entre 846 et 870 nm afin de minimiser les effets de bord, comme nous pouvons le voir sur la Fig. 5.5 qui provient de [Cropper et al. \[2018\]](#) et qui compare le spectre public RVS de l'étoile HIP 86564 avec un spectre Narval (convolué à la même résolution spectrale que le RVS).

De plus, avant analyse, les spectres sont normalisés avec un pseudo-continu local et sont ré-échantillonnés avec un pas initial de 0.01 par la DPAC/CU6 (conduisant à 2400 *wlp*) puis 0.03 nm par *GSP-Spec* conduisant à des spectres RVS ayant 800 *wlp* permettant d'augmenter le S/N d'un facteur $\sqrt{3}$ (sans pour autant dégrader la résolution spectrale grâce au sur-échantillonnement du RVS).

A noter que le placement du continu est re-déterminé par le module *GSP-Spec* au cours de l'analyse des spectres RVS avec les méthodes précédemment décrites. De plus, seuls les spectres RVS ayant un $S/N > 20$ ont été analysés pour la DR3 Gaia.

Enfin, l'analyse faite par le module *GSP-Spec* est exécutée au Data Processing Centre C, hébergé par le Centre National d'Etudes Spatiales (CNES) à Toulouse. Au total, 6.9 millions de spectres ont été traités pendant environ 110 000 heures de calcul, nécessitant 25 à 30 GB

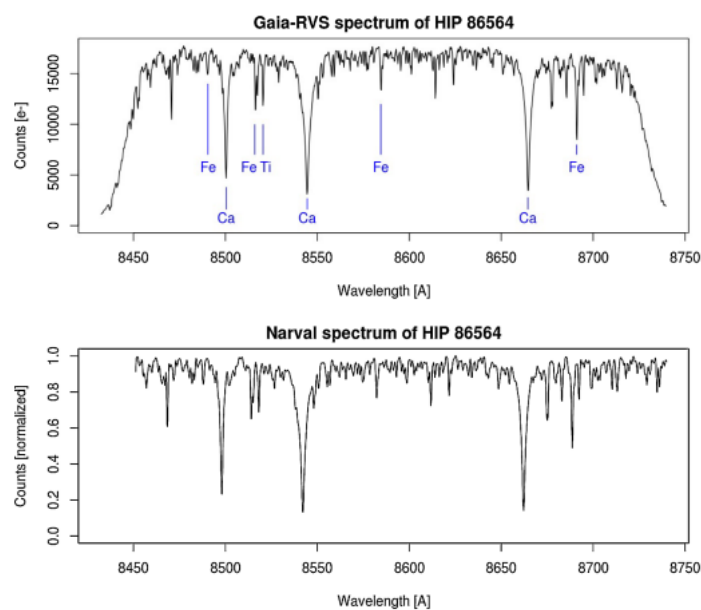


FIGURE 5.5: Panneau supérieur : Spectre RVS de l'étoile HIP 86564 (avec une identification des principales raies) avec $S/N = 125$. Un spectre NARVAL pris à Observatoire Pic du Midi et convolué à la résolution du RVS est montré à titre de comparaison dans le panneau inférieur. Source : [Cropper et al. \[2018\]](#).

de RAM.

5.2 Principaux résultats de la paramétrisation *GSP-Spec*

Pour jusqu'à 5 594 205 étoiles, le module *GSP-Spec* a déterminé :

- La température effective T_{eff} (que nous pouvons retrouver sous le nom *teff_gspspec* dans la Table *AstrophysicalParameters* de l'archive Gaia⁴).
- La gravité de surface $\log(g)$ (*logg_gspspec*).
- La métallicité moyenne de l'étoile $[M/H]$ (*mh_gspspec*). Elle est définie comme les abondances de tous les éléments chimiques plus lourds que l'hélium et mise à l'échelle des abondances Solaires de [Grevesse et al. \[2007\]](#).
- L'enrichissement en éléments α (Sect. 2.4.2) par rapport au fer $[\alpha/Fe]$ (*alphafe_gspspec*).
- Les abondances individuelles de N, Mg, Si, S, Ca, Ti, Cr, Fe I, Fe II, Ni, Zr, Ce, Nd (*Xfe_gspspec* où X est l'espèce chimique considérée), le nombre de raies analysées ainsi que la dispersion raie à raie (*Xfe_gspspec_nlines*).
- La largeur équivalente et autres paramètres reliés à la Diffuse Interstellar Band (DIB) localisée autour de 862 nm (la largeur équivalente est donné par *dibew_gspspec*),

4. <https://gea.esac.esa.int/archive/>

- Une abondance différentielle de CN (*cnew_gspspec*) indiquant des variations de C et de N car les spectres sont paramétrés en supposant des valeurs de $[C/Fe]$ et $[N/Fe] = 0$ dex (l'échelle Solaire).
- Un paramètre indiquant la qualité du fit (sur l'ensemble du domaine du RVS) entre le spectre synthétique interpolé aux paramètres atmosphériques de l'étoile et le spectre observé : goodness-of-fit (*logchisq_gspspec*)
- Une chaîne de flags (*flags_gspspec*) reliés à la paramétrisation ou aux abondances individuelles. Nous décrivons brièvement ces derniers dans la Sect. 5.2.1.

Le module *GSP-Spec* fournit également des incertitudes qui sont déterminées pour chaque étoile par 50 réalisations Monte-Carlo de leurs spectres RVS, en considérant les incertitudes du flux. Pour chaque réalisation, une analyse complète des paramètres est faite de nouveau. Grâce à ces réalisations Monte-Carlo, des valeurs inférieures et supérieures (suffixes *_upper* et *_lower*) sont déterminées et définies comme les 84^e et 16^e quartile de la distribution des abondances et des paramètres obtenus.

Comme nous pouvons le voir sur la Fig. 1.16, environ 4000 étoiles paramétrées ont des magnitudes $G < 6$ et les étoiles paramétrées les plus faibles en magnitude environ descendent jusqu'à $G \sim 16$.

5.2.1 Flag de qualité : *flags_gspspec*

Nous allons décrire brièvement les *flags_gspspec* proposés par le module *GSP-Spec*, que l'on retrouve dans la Fig. 5.6. Ces flags seront employés par la suite. Une description détaillée de ces flags se trouve dans [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#).

Flag de paramétrisation : *vbroad* et *vrad*

Nous rappelons que les grilles de spectres synthétiques de référence sont calculés sans inclure la rotation stellaire ni la vitesse de macroturbulence. Par conséquent, des biais pourraient se glisser dans la détermination des paramètres atmosphériques. Des tests ont été faits en supposant que la valeur de *vbroad* fournie par la CU6 est dominée par la rotation stellaire. Des estimations de biais en fonction des valeurs de vitesse de rotation ont conduit à la création de trois flags : *vbroadT* pour les biais sur T_{eff} , *vbroadG* pour $\log(g)$ et *vbroadM* pour $[M/H]$. Par exemple, le flag *vbroadT* prend 4 valeurs : 0 si les biais causent des différences de température plus petite que 250K, 1 pour des variations entre 250 et 500K, 2 entre 500 et 2000K et 9 au-delà.

De manière similaire, des éventuelles erreurs de V_{Rad} allant de 0 à 10 km/s ont été testées produisant les flags *vradT*, *vradG* et *vradM*.

Chain character number - name	Considered quality aspect	Possible adopted values	Related subsection and table
1 vbroadT	<i>vbroad</i> induced bias in T_{eff}	0,1,2,9	8.1 & C.1
2 vbroadG	<i>vbroad</i> induced bias in $\log(g)$	0,1,2,9	8.1 & C.1
3 vbroadM	<i>vbroad</i> induced bias in [M/H]	0,1,2,9	8.1 & C.1
4 vradT	V_{Rad} induced bias in T_{eff}	0,1,2,9	8.2 & C.2
5 vradG	V_{Rad} induced bias in $\log(g)$	0,1,2,9	8.2 & C.2
6 vradM	V_{Rad} induced bias in [M/H]	0,1,2,9	8.2 & C.2
7 fluxNoise	Flux noise induced uncertainties	0,1,2,3,4,5,9	8.3 & C.3, C.4
8 extrapol	Extrapolation level of the parametrisation	0,1,2,3,4,9	8.4 & C.5, C.6
9 negFlux	Negative flux <i>wlp</i>	0,1,9	8.5 & C.7
10 nanFlux	NaN flux <i>wlp</i>	0,9	8.5 & C.7
11 emission	Emission line detected by CU6	0,9	8.5 & C.7
12 nullFluxErr	Null uncertainties <i>wlp</i>	0,9	8.5 & C.7
13 KMgiantPar	KM-type giant stars	0,1,2	8.6 & C.8
14 NUpLim	Nitrogen abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
15 NUncer	Nitrogen abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
16 MgUpLim	Magnesium abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
17 MgUncer	Magnesium abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
18 SiUpLim	Silicon abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
19 SiUncer	Silicon abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
20 SUpLim	Sulphur abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
21 SUncer	Sulphur abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
22 CaUpLim	Calcium abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
23 CaUncer	Calcium abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
24 TiUpLim	Titanium abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
25 TiUncer	Titanium abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
26 CrUpLim	Chromium abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
27 CrUncer	Chromium abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
28 FeUpLim	Neutral iron abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
29 FeUncer	Neutral iron abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
30 FeIIUpLim	Ionised iron abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
31 FeIUncer	Ionised iron abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
32 NiUpLim	Nickel abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
33 NiUncer	Nickel abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
34 ZrUpLim	Zirconium abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
35 ZrUncer	Zirconium abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
36 CeUpLim	Cerium abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
37 CeUncer	Cerium abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
38 NdUpLim	Neodymium abundance upper limit	0,1,2,9	8.7 & C.9
39 NdUncer	Neodymium abundance uncertainty quality	0,1,2,9	8.7 & C.10
40 DeltaCNq	Cyanogen differential equivalent width quality	0,9	8.8 & C.12
41 DIBq	DIB quality flag	0,1,2,3,4,5,9	8.9 & C.13

 FIGURE 5.6: Liste des *flags_gspspec*. Source : Tab. 2 de Recio-Blanco et al. [2022].

Flag de paramétrisation : *extrapol*

En raison de l'extrapolation, la solution des paramètres *GSP-Spec* peut se situer en dehors de l'espace des paramètres de la grille de spectres synthétiques de référence (Sect. 5.1.1), pour un ou plusieurs des paramètres. En outre, les entraînements censurés se produisent près des limites de la grille. Afin de signaler ces résultats extrapolés, pour lesquels la paramétrisation est moins fiable, un flag spécifique (*extrapol*) a été implémenté. Une définition complète de ce flag est donnée dans les Tab. C.5 et Tab. C.6 de Recio-Blanco et al. [2022].

A noter que les étoiles sans *gof*, avec une valeur de T_{eff} en dehors de l'intervalle 2500 à 9000 K ou des valeurs de $\log(g)$ en dehors de l'intervalle -1 à 6 dex ont été filtrées (*extrapol* = 9) pendant le post-traitement et n'apparaissent pas dans le catalogue final *GSP-Spec*.

Flag de paramétrisation : *KMgiantPar*

La paramétrisation des étoiles froides dont la température effective est inférieure à 4 000 K est connue pour être complexe en raison de leurs spectres grouillant de raies atomiques et, surtout, moléculaires. Cela aggrave les problèmes de normalisation et les dégénérescences des paramètres, en particulier pour les étoiles riches en métaux pouvant conduire à des erreurs de paramétrisation.

Un flag spécifique a été mis en place : *KMgiantPar* (défini dans la Tab C.8 de [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#)). Pour les étoiles avec une valeur non-null de ce flag, une valeur de T_{eff} et de $\log(g)$ a été arbitrairement fixée à 4250 K et 1.5, respectivement.

Autres flags de paramétrisation

La paramétrisation peut également être affectée par des incertitudes sur le flux des spectres mais également par des points en longueurs d'ondes où la valeur du spectres est NaN ou négative ou encore des raies d'émissions détectées dans les spectres. Des flags dédiés à ces différents problèmes potentiels ont été implémentés par le module *GSP-Spec*.

Flag sur les abondances

Pour chaque élément chimique, deux flags (dont les suffixes sont *Uncer* et *UpLim*) ont été implémentés.

Le flag dont le nom termine par *UpLim* est un indicateur de la profondeur de la raie par rapport au niveau de bruit, ce qui correspond à la limite de détectabilité définie comme limite supérieure. Plus cet indicateur est petit, meilleure est la mesure.

Le flag terminant par *Uncer* est défini comme la fiabilité de l'incertitude de l'abondance compte tenu des paramètres atmosphériques et du S/N . En effet, l'incertitude de mesure pour les spectres ayant un S/N donné peut être sous-estimé puisque la valeur d'abondance maximale autorisée dans les grilles de référence est $[X/Fe] = 2.0$ dex. Ceci exclu a priori les valeurs plus élevées dans la distribution d'abondance associée aux réalisations Monte-Carlo. Cet effet dépend de la détectabilité de la raie et du rapport signal/bruit.

5.2.2 Calibrations proposées par *GSP-Spec*

Les abondances *GSP-Spec* ne sont pas calibrées. En plus des paramètres atmosphériques, des abondances individuelles et des différents flags, le module *GSP-Spec* fourni des calibrations potentielles, pour contrer certains biais par rapport à la littérature. Il est important de

noter que d'autres méthodes ont aussi leur lot de biais du à leur techniques, méthodologies ou approches qui peut être différence (modèle d'atmosphère, code de transfert radiatif, liste de raies différents).

Pour donner la calibration de $\log(g)$ (sous forme de polynômes), les paramètres déterminés par la module *GSP-Spec* avec ceux d'APOGEE DR17 [Abdurro'uf et al., 2022b], GALAH DR3 [Buder et al., 2021] et RAVE DR6 [Steinmetz et al., 2020b], en filtrant avec les incertitudes sur T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$ et les différents flags. Il en résulte les calibrations suivantes pour les valeurs de $\log(g)$:

$$\log(g)_{\text{calib}} = \log(g) + \sum_{i=0}^2 p_i \cdot \log(g)^i \quad (5.1)$$

et pour la métallicité :

$$[M/H]_{\text{calib}} = [M/H] + \sum_{i=0}^4 p_i \cdot \log(g)^i \quad (5.2)$$

où les coefficients p_i sont donnés dans la Table 3 de Recio-Blanco et al. [2022]. La calibration en métallicité est faite avec les valeurs de $\log(g)$ non calibrées.

Des calibrations de $[\alpha/\text{Fe}]$ et d'abondances de nombreux éléments (à l'exception de Zr, Ce et Nd) sont également proposées (Tab. 4 de Recio-Blanco et al. [2022]).

Enfin, toutes les calibrations *GSP-Spec* sont résumées ici : <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dr3-gspspec-metallicity-logg-calibration>.

5.2.3 Histogramme des abondances *GSP-Spec*

Parmi les ~ 5.6 millions d'étoiles paramétrées par le module *GSP-Spec*, jusqu'à 13 abondances chimiques individuelles ont été finalement déterminées. La Fig. 5.7 montre un histogramme des abondances *GSP-Spec*. Les différentes couleurs décrivent différentes combinaisons de *flags_gspspec* (donnés dans la description de la figure). Parmi ces éléments, trois d'entre eux sont formés via le processus *s* (Sect. 2.5.1) : zirconium, cérium et néodyme. Les deux prochains chapitres seront dédiés à l'étude du contenu en cérium dans la Voie Lactée et aux abondances de Ce et Nd dans les étoiles AGB également paramétrées par *GSP-Spec*.

Avant toute exploitation, nous définissons des échantillons de travail, en utilisant une combinaison spécifique de *flags_gspspec*. **Ces étapes de notre travail sont présentées dans Contursi et al. [2023] et [Contursi et. al, accepted].**

5.3 Echantillon de Cérium

Les abondances de cérium sont déterminées à partir d'un triplet de raies Ce II centrées autour de 851.375 nm (dans le vide). La Tab. 5.1 présente les données atomiques de ce

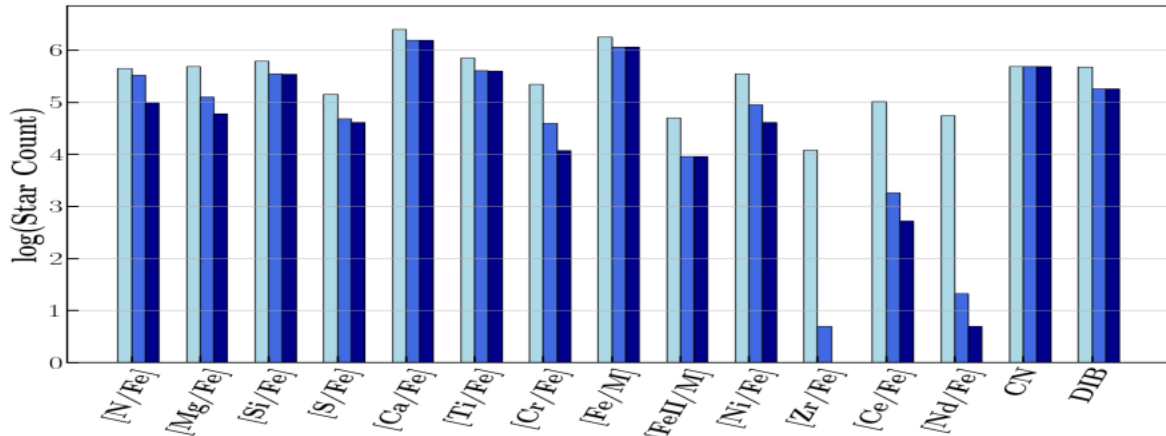


FIGURE 5.7: Nombre d'étoiles paramétrées par *GSP-Spec* avec des abondances différents éléments chimiques (ainsi que CN et DIB). Pour chaque élément, l'histogramme en bleu clair correspond à l'échantillon global. Les autres correspondent aux étoiles avec des flags de paramétrisation et d'abondances égaux à zéro mais avec un "upper limit flag" ≤ 1 (barre centrale) ou égal à zéro (barre en bleu foncé). Source : [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#).

triplet adoptées pour l'analyse : longueurs d'onde dans l'air et dans le vide, énergie d'excitation du niveau inférieur et force de l'oscillateur. Il convient de noter que ces données atomiques n'ont pas été calibrées d'un point de vue astrophysique. De plus, pour certaines combinaisons spécifiques de paramètres atmosphériques, ce triplet de cérium pourrait être légèrement mélangé par une faible raie CN dont la longueur d'onde centrale est d'environ 851,25 nm. Un exemple de la raie de Ce est montré dans la Fig. 5.8 pour l'étoile Gaia DR3 1434412634690504192. A noter que l'abondance de Ce déterminée par *GSP-Spec* ($[Ce/Fe] = 0.26$ dex) est compatible avec l'abondance déterminée par [Forsberg et al. \[2019\]](#) à partir de spectres à haute résolution ($[Ce/Fe] = 0.22$ dex), confirmant la qualité de la paramétrisation.

TABLE 5.1: Données atomiques adoptées pour les raies de Ce.

Element	λ_{air} (nm)	λ_{vac} (nm)	E (eV)	$\log(gf)$
Ce II	851.1337	851.3676	0.357	-2.530
Ce II	851.1473	851.3812	2.004	-2.120
Ce II	851.1521	851.3859	0.328	-2.840

La détectabilité du triplet de cérium est illustrée dans la Fig. 5.9 qui présente un diagramme de Kiel codé en couleur avec l'abondance minimale de cérium (en dex) qui peut être mesurée pour des métallicités variant entre -1.0 et 0.0 dex (la raie devient très difficilement détectable pour $[Fe/H] < -1$ dex). Cette abondance a été estimée à partir de la grille de spectres synthétiques dans lesquels nous avons recherché l'abondance de Ce correspondant à une diminution de flux normalisé de 0,5% au cœur de la raie Ce II par rapport à un spectre de référence ayant $[Ce/Fe] = -2.0$ dex (c'est-à-dire pas de Ce et l'abondance de cérium la plus faible dans la grille de spectres de référence). Nous constatons que les raies du cérium sont plus facilement détectables dans les étoiles AGB et RGB ($[Ce/Fe] > 0.0$ dex), alors que

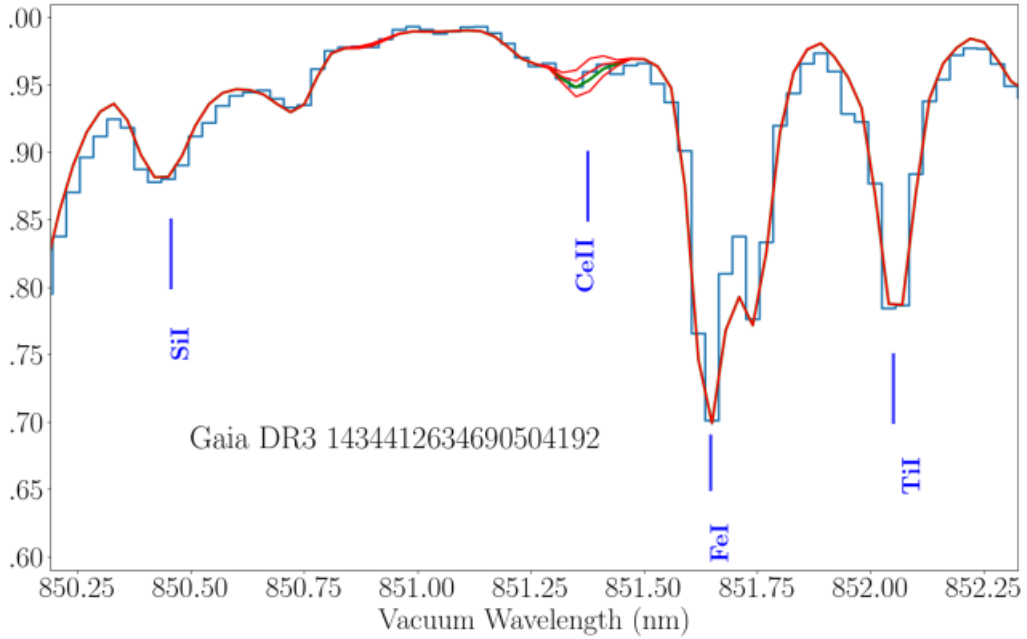


FIGURE 5.8: Comparaison entre le spectre RVS de l'étoile Gaia DR3 1434412634690504192 (en bleu) avec des spectres synthétiques interpolés aux paramètres atmosphériques de cette étoile. Le spectre vert est calculé avec $[Ce/Fe] = 0.22$ dex (abondance déterminée par *GSP-Spec*) tandis que les traits oranges correspondent à -2.0 dex (presque pas de Ce), 0.02 et 0.42 dex (± 0.2 dex par rapport à l'abondance de Ce). Source : [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#).

des abondances de cérium plus élevées sont nécessaires pour une détection possible dans les étoiles naines. Cela peut conduire à des biais d'observation qui sont discutés dans le prochain chapitre. Enfin, nous rappelons que, selon [Lawler et al. \[2009\]](#), le cérium possède quatre isotopes stables principaux et que deux d'entre eux sont dominants (88,45 % pour ^{140}Ce et 11,11% pour ^{142}Ce). Ainsi, 0,19% et 0,25% de Ce sont trouvés dans ^{146}Ce et ^{138}Ce , respectivement.

Parmi les 5.6 millions d'étoiles paramétrées par *GSP-Spec*, 103 948 ont une abondance de Ce (sans considérer aucun *flags_gspspec*). Nous appellerons cet échantillon le *Complete Ce sample*. Puisque le but du prochain chapitre est de décrire l'échantillon le plus large avec des abondances de Ce les plus précises possibles, nous allons comparer les abondances de Ce produites par *GSP-Spec* avec des valeurs de la littérature et construire dans les sections suivantes l'échantillon de travail pour ces abondances de Ce

5.3.1 Comparaison avec des catalogues d'abondances de cérium de la littérature

Afin de valider les abondances de cérium de *GSP-Spec*, elles sont comparées aux abondances de APOGEE-DR17 [[Abdurro'uf et al., 2022b](#)], [Forsberg et al. \[2019\]](#) (APOGEE et

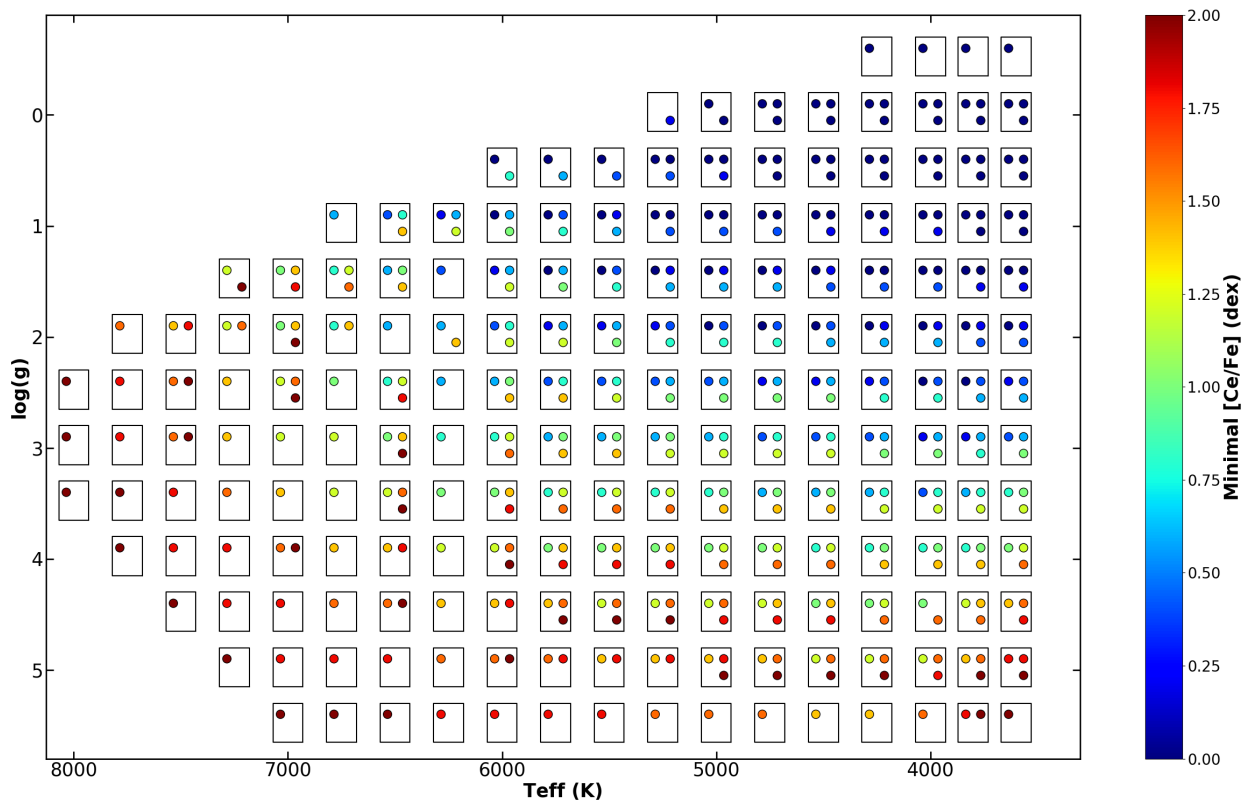


FIGURE 5.9: Diagramme de Kiel coloré selon la plus faible abondance de cérium (en dex) qui pourrait être détectée dans un spectre dont le flux normalisé au cœur de la raie est 0.5% plus profond que celui d'un spectre de référence avec $[Ce/Fe] = -2.0$ dex. Pour chaque combinaison de température effective et de gravité de surface, nous avons estimé cette abondance de cérium minimale pour trois valeurs de $[M/H]$: 0.0, -0.5 et -1.0 dex (de haut en bas et de gauche à droite dans chaque petit carré).

F19 ci-après, respectivement) et GALAH DR3 [Buder et al. \[2021\]](#). Nous remarquons tout d'abord qu'il n'y a pas d'étoiles GALAH en commun avec F19 après avoir appliqué les valeurs recommandées des flags GALAH ($snr_c3_iraf > 30$, $flag_sp == 0$, $flag_fe_h == 0$ et $flag_Ce_fe == 0$). Néanmoins, nous comparons ci-dessous nos abondances *GSP-Spec* de cérium avec celles de GALAH dans la Sect. 5.3.3.

Les abondances de Ce de GALAH sont dérivées à partir d'une raie située à 477.3941 nm (dans l'air) et de spectres avec $R \sim 28\,000$. Notez qu'une calibration au point zéro a été appliquée, contrairement à ce qui a été adopté par *GSP-Spec*. En utilisant ces flags recommandés, nous avons trouvé 278 163 abondances de cérium dans le catalogue GALAH.

L'échantillon d'abondances de cérium F19 est composé de 336 étoiles observées à haute résolution ($R \sim 67\,000$). Leurs abondances sont obtenues à partir d'une raie de Ce II située à 604,3373 nm dans l'air, en adoptant la composition Solaire de [Grevesse et al. \[2015\]](#).

Les abondances de cérium d'APOGEE sont dérivées de spectres avec $R \sim 22,500$ et $S/N > 100$, en utilisant plusieurs raies de cérium. Pour notre comparaison, nous avons sélectionné les meilleures abondances de Ce non calibrées d'APOGEE. Nous avons en-

TABLE 5.2: Comparaison entre les abondances de Ce *GSP-Spec* et celles de F19, APOGEE et GALAH pour différents échantillons (définis dans le texte associé). Les valeurs [Ce/Fe] moyennes sont calculées dans le sens (littérature - *GSP-Spec*). N_{comp} indique le nombre d'étoiles trouvées pour la comparaison et N_{Ce} est le nombre total d'étoiles *GSP-Spec* avec des abondances de Ce lors de l'application de la sélection des flags correspondante.

	<i>Sélection Stricte</i>			<i>low-uncertainty Ce sample</i>			<i>Sample Complet</i>		
	F19	APO	GLH	F19	APO	GLH	F19	APO	GL
moyenne	0.03	-0.06	-	0.00	-0.16	-0.31	0.00	-0.27	-0.44
écart-type	0.05	0.09	-	0.15	0.25	0.20	0.15	0.30	0.32
N_{comp}	9	2	0	105	101	44	122	187	333
N_{Ce}		493			29,991			103,948	

suite filtré toutes les étoiles ayant les flags APOGEEE *ANDFLAGs*, *ASPCAPFLAGs*, *RV_FLAGs* et *STARFLAGs* différent de 0. Nous avons également supprimé les étoiles dont le troisième chiffre binaire de l'indicateur *EXTRATARG* n'était pas nul et dont les sixième et vingt-sixième chiffres binaires de chaque membre du tuple *PARAMFLAG* n'étaient pas nuls. Enfin, nous n'avons conservé que les abondances de cérium APOGEE dont l'incertitude est inférieure à 0.2 dex et nous avons trouvé 53 310 étoiles respectant ces différents critères.

Les échantillons F19 et APOGEE peuvent être comparés entre eux. Nous avons trouvé 32 étoiles avec des abondances de Ce de haute qualité en commun. Elles ont une différence moyenne de -0.14 dex, dans le sens (APOGEE - F19), ce qui indique que les deux études ne sont probablement pas exactement sur la même échelle. Nous notons que les abondances calibrées d'APOGEE conduisent à une différence plus importante de -0.20 dex. Nous ne considérons donc que les abondances APOGEE non calibrées dans la comparaison qui suit. Les abondances Ce de F19 sont en effet presque toujours plus grandes que celles d'APOGEE. Cette différence est encore plus importante pour certaines étoiles APOGEE pauvres en cérium qui sont $\sim 0.3 - 0.4$ dex plus enrichies en Ce dans F19, bien qu'il n'y ait pas de différences significatives dans les paramètres atmosphériques. Néanmoins, l'écart-type des différences d'abondance de Ce entre les deux échantillons est égal à 0,13 dex, ce qui révèle un assez bon accord entre les deux études. Nous notons que des différences systématiques similaires (échelles de référence différentes) des abondances de cérium à la métallicité So-laire ont déjà été rapportées par F19 en comparant leurs propres abondances avec celles de [Battistini and Bensby \[2016\]](#).

5.3.2 Définition de l'échantillon de travail : le *low-uncertainty Ce sample*

Nous comparons ensuite dans le Tab. 5.2, les différences entre les abondances de cérium de *GSP-Spec* et celles de F19, APOGEE et GALAH pour trois sélections *flags_gspspec* possibles. Nous indiquons également le nombre d'étoiles (N_{comp}) utilisées pour la comparaison ainsi que le nombre total d'étoiles *GSP-Spec* sélectionnées (N_{Ce}) en appliquant les flags considérés.

Nous montrons d'abord dans la colonne de gauche cette comparaison en adoptant des étoiles ayant (i) tous leurs $flags_gspspec = 0$ (y compris ceux liés aux abondances de Ce), (ii) des incertitudes de Ce inférieures à 0.2 dex (estimées à partir de simulations Monte-Carlo, comme décrit plus haut dans ce Chapitre), (iii) $vbroad \leq 13$ km/s (puisque l'estimation des abondances chimiques précises peut devenir difficile pour les étoiles à forte rotation) et (iv) $T_{\text{eff}} \leq 5400$ K (des tests avec des spectres synthétiques montrent que les raies Ce deviennent trop faibles pour être détectées dans les spectres d'étoiles plus chaudes). (v) $\log(g) \leq 3.5$ (des tests avec des spectres synthétiques ont révélé que la raie Ce devient difficile à analyser dans les étoiles naines). Nous trouvons finalement 493 étoiles satisfaisant ces critères (appelés sélection "stricte" ci-après). Parmi elles, nous n'avons trouvé que 9, 2 et 0 étoiles en commun avec F19, APOGEE et GALAH, respectivement. Un excellent accord entre les valeurs de $[Ce/Fe]$ GSP-Spec, F19 et APOGEE est trouvé.

A titre de comparaison, nous fournissons dans la colonne de droite du Tab. 5.2 une comparaison similaire mais en considérant l'échantillon complet d'abondances de Ce. Le nombre d'étoiles en commun est beaucoup plus important et l'accord entre *GSP-Spec* et F19 est toujours très bon (pas de biais et dispersion égale à 0.15 dex). En revanche, l'accord avec APOGEE et GALAH est moins bon. Le biais important peut être expliqué par le fait que les abondances *GSP-Spec* de Ce, APOGEE et GALAH ne sont pas sur la même échelle (comme c'est aussi le cas pour F19 et APOGEE comme mentionné dans la sous-section précédente). La dispersion est également plus grande, peut-être en raison du fait que certaines des étoiles APOGEE trouvées dans *GSP-Spec* sont moins lumineuses que celles de F19.

Sur la base de ces considérations et afin de sélectionner un échantillon suffisamment large mais toujours précis d'abondances *GSP-Spec* de Ce, nous avons défini une combinaison spécifique des $flags_gspspec$ en assouplissant les flags *extrapol* et *KMgiantPar* ainsi que les flags reliés aux abondances de Ce. (*CeUpLim* et *CeUncer*).

Le *low-uncertainty Ce sample* est finalement composé de 29 991 étoiles et défini comme suit :

- Incertitudes de Ce inférieures à 0.2 dex
- $vbroad \leq 13$ km/s
- $T_{\text{eff}} \leq 5400$ K
- $\log(g) \leq 3.5$
- $CeUpLim \leq 2$, $CeUncer \leq 1$ et $extrapol \leq 1$. De plus, nous gardons les étoiles avec un $KMgiantPar \leq 1$ si le gof est inférieur à -3.75.
- Tous les autres $flags_gspspec$ ont été mis à 0 pour assurer une bonne paramétrisation stellaire.

Nous notons cependant que cette sélection retire une étoile naine (Gaia DR3 5373254711531881728, $T_{\text{eff}} = 4775.0$ K, $\log(g) = 4.21$, $[M/H] = -0.24$ dex, $S/N = 81$) qui semble enrichie en Ce ($[Ce/Fe] \geq 2.0$ dex, avec 2.0 dex étant la limite maximale de Ce dans les grilles *GSP-Spec*). Aucun signe de binarité n'a été trouvé pour cette étoile dans le catalogue Gaia de binaire ni les données astrométriques de Gaia. Aucune abondance d'autres éléments lourds n'a été trouvée dans la littérature pour cette étoile.

5.3.3 Comparaison du *low-uncertainty Ce sample* avec la littérature

Parmi cet échantillon (*low-uncertainty Ce sample*), nous avons trouvé 105, 101 et 44 étoiles en commun avec F19, APOGEE et GALAH, toutes ayant un S/N *GSP-Spec* supérieur à 55. Les comparaisons entre ces études sont illustrées dans la Fig. 5.10.

Nous pouvons voir que l'accord entre le *low-uncertainty Ce sample* de *GSP-Spec* et F19 est excellent (aucun biais et dispersion de 0.15 dex) alors que la comparaison avec APOGEE est bonne mais avec un biais identique à celui entre F19 et APOGEE ainsi qu'une plus grande dispersion (0.25 dex). Nous notons que la plupart des abondances faibles de Ce dans GALAH et APOGEE semblent être systématiquement sous-estimées par rapport à celles de *GSP-Spec* et F19. L'accord avec GALAH et APOGEE est en effet bien meilleur lorsque l'on rejette les abondances de Ce les plus basses : garder seulement les étoiles GALAH et APOGEE avec $[Ce/Fe] > -0.15$ dex conduit à une différence moyenne par rapport à *GSP-Spec* égale à -0.09 et -0.22 dex, respectivement. L'écart-type par rapport à *GSP-Spec* devient égal à 0,18 et 0,18 dex, respectivement.

L'excellent accord entre *GSP-Spec* et F19 peut être expliqué par la haute qualité de ces spectres : haute résolution spectrale et S/N pour F19 et haut S/N pour *GSP-Spec*. Les étoiles APOGEE en commun avec *GSP-Spec* ont un S/N un peu plus faible.

En outre, nous notons que les différences de Ce signalées ne peuvent pas être expliquées par des différences sur les paramètres atmosphériques adoptés puisque ces quatre études ont adopté des T_{eff} et des $\log(g)$ assez cohérents, comme nous pouvons le voir sur la Fig. 5.10. En effet, les moyennes ΔT_{eff} et $\Delta \log(g)$ sont égales à 106 K et 0.22, respectivement entre les données *GSP-Spec* et APOGEE et 30 K et 0.06 entre les données *GSP-Spec* et GALAH. A noter que des conclusion similaires peuvent être tirées en comparant les abondances de Ce provenant de l'analyse *GSP-Spec* et en provenance du catalogue BAWLAS [Hayes et al., 2022]. Enfin, la comparaison entre *GSP-Spec* et F19 permet à nouveau de conclure que les deux études sont sur la même échelle de référence (ce qui n'est pas le cas pour APOGEE) et qu'aucune calibration n'est nécessaire pour l'interprétation des $[Ce/Fe]$ de *GSP-Spec*. L'analyse de cet échantillon en terme d'archéologie galactique est présenté dans le Chapitre 6.

5.4 Echantillon de Néodyme

Les abondances de néodyme ont été estimées à partir d'une seule raie de Nd II située à 859.389 nm dans le vide (859.153 nm dans l'air). L'énergie d'excitation de son niveau inférieur et la force d'oscillation ont été fixées à 1,357 eV et -1,650, respectivement [Den Hartog et al., 2003]. Nous rappelons que le néodyme possède sept isotopes stables : ^{142}Nd (27,13 %), ^{143}Nd (12,18 %), ^{144}Nd (23,80 %), ^{145}Nd (8,30 %), ^{146}Nd (17,19 %), ^{148}Nd (5,76 %), et ^{150}Nd (5,64 %). Tous ces isotopes ont été considérés dans le calcul des spectres synthétiques de référence. Un exemple de la raie de Nd est donné dans la Fig. 5.11.

La contribution du processus *s* pour le Nd est d'environ 60% [Arlandini et al., 1999, Bislerzo et al., 2016, Prantzos et al., 2018, 2020]. Nous notons enfin que cette raie de Nd n'a

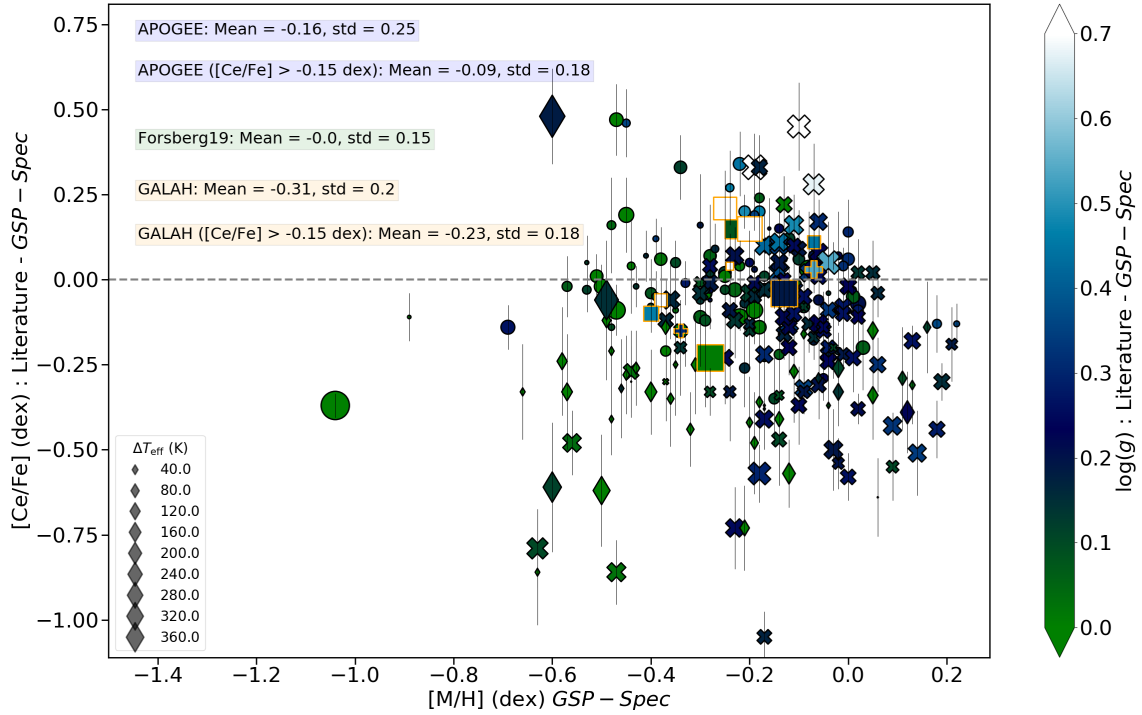


FIGURE 5.10: Comparaison entre l'abondance du cérium du *low-uncertainty Ce sample* et les valeurs de la littérature en fonction de la métallicité *GSP-Spec* (les croix se réfèrent aux données APOGEE, les cercles à F19, et les diamants à GALAH. Les carrés et les marqueurs plus se réfèrent aux neuf et deux étoiles en commun entre l'échantillon strict pour F19 et APOGEE, respectivement). Les points sont codés en couleur avec la différence en $\log(g)$, et leur taille est proportionnelle aux différences en T_{eff} . Les barres d'erreur verticales indiquent l'incertitude de l'abondance *GSP-Spec* de Ce. La moyenne et l'écart-type des différences d'abondance du cérium entre *GSP-Spec* et F19 sont également indiqués. Pour APOGEE et GALAH, nous fournissons des différences statistiques similaires pour l'ensemble de l'échantillon de comparaison et lorsque seules leurs étoiles avec $[\text{Ce}/\text{Fe}] > -0.15$ dex sont prises en compte. Nous avons utilisé les paramètres atmosphériques *GSP-Spec* et APOGEE calibrés.

pas été calibrée astrophysiquement par [Contursi et al. \[2021\]](#) en raison du manque d'abondances de Nd de haute qualité dans les étoiles de référence. Elle pourrait être légèrement mélangée pour certaines combinaisons spécifiques de paramètres atmosphériques et d'abondances chimiques par une faible raie CN mais, grâce à des vérifications avec des spectres synthétiques, cette contribution s'est avérée négligeable pour les étoiles plus froides que 4000 K (tant que l'atmosphère stellaire n'est pas enrichie en carbone, voir Sect. 7.2.1).

Cette raie de Nd pourrait aussi être légèrement mélangée avec quelques raies faibles de TiO dans des étoiles plutôt riches en métaux et plus froides que 4000 K. Cependant, l'oxygène et le titane étant tous deux des éléments α , la contribution de TiO devrait être assez bien modélisée dans les spectres synthétiques de référence car les abondances de $[\alpha/\text{Fe}]$ sont déterminées par le module *GSP-Spec* avant l'estimation des abondances individuelles (les abondances de Ti et d'O étant supposées varier comme $[\alpha/\text{Fe}]$).

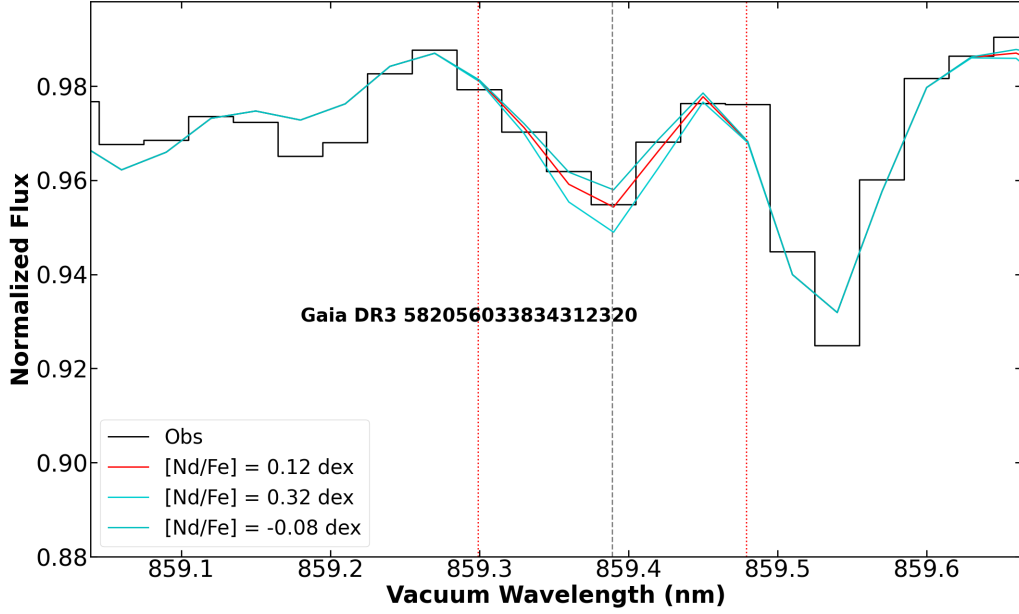


FIGURE 5.11: Comparaison autour de la raie de Nd II entre le spectre RVS public de *Gaia* DR3 582056033834312320 (en noir) et un spectre synthétique calculé avec les paramètres déterminés par le module *GSP-Spec* (en rouge). Les spectres en cyan sont les spectres calculés avec une abondance de ± 0.2 dex autour de l’abondance de Nd adoptée. Les paramètres (calibrés) de l’étoile sont : $S/N = 1110$, $T_{\text{eff}} = 3825$ K, $\log(g) = 0.37$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.74$ dex, $[\alpha/\text{Fe}] = 0.12$ dex, $[\text{Nd}/\text{Fe}] = 0.12$ dex and $[\text{Ce}/\text{Fe}] = 0.14$ dex.

De manière analogue à la figure 5.9, la Fig. 5.12 montre l’abondance la plus faible de Nd qui peut être mesurée pour des métallicités variant entre -1.0 et 0.0 dex dans un diagramme de Kiel. Nous remarquons que la raie de Nd est plus facile à détecter dans les étoiles AGB que dans les étoiles naines, pour lesquelles de très fortes abondances de Nd sont nécessaires pour détecter éventuellement la raie.

5.4.1 Définition de l’échantillon de Nd

Parmi les ~ 5.6 millions d’étoiles paramétrées par *GSP-Spec*, 55 722 ont une abondance de Nd (quelque soit la valeur des flags). Nous allons donc définir, de manière analogue au cérium, un *low-uncertainty Nd sample* avec des abondances précises de Nd. Garder tous les *flags_gspspec* = 0 (même ceux reliés aux abondances de Nd) conduirait à un échantillon très faible de seulement 5 étoiles. Par conséquent, une combinaison spécifique de flags doit être définie pour avoir un nombre conséquent d’étoiles tout en gardant une haute qualité des abondances de Nd. Nous avons donc adopté la même combinaison de *flags_gspspec* que pour le *low-uncertainty Ce sample*. Cependant, nous ne gardons que les étoiles avec $[\text{Nd}/\text{Fe}] \geq 2.0$ dex (nous rappelons que 2.0 dex est la valeur maximale de Nd simulée dans la grille de spectres de référence) que si $KMgiantPar = 0$ et $NdUpLim = 0$. Pour ces étoiles, une

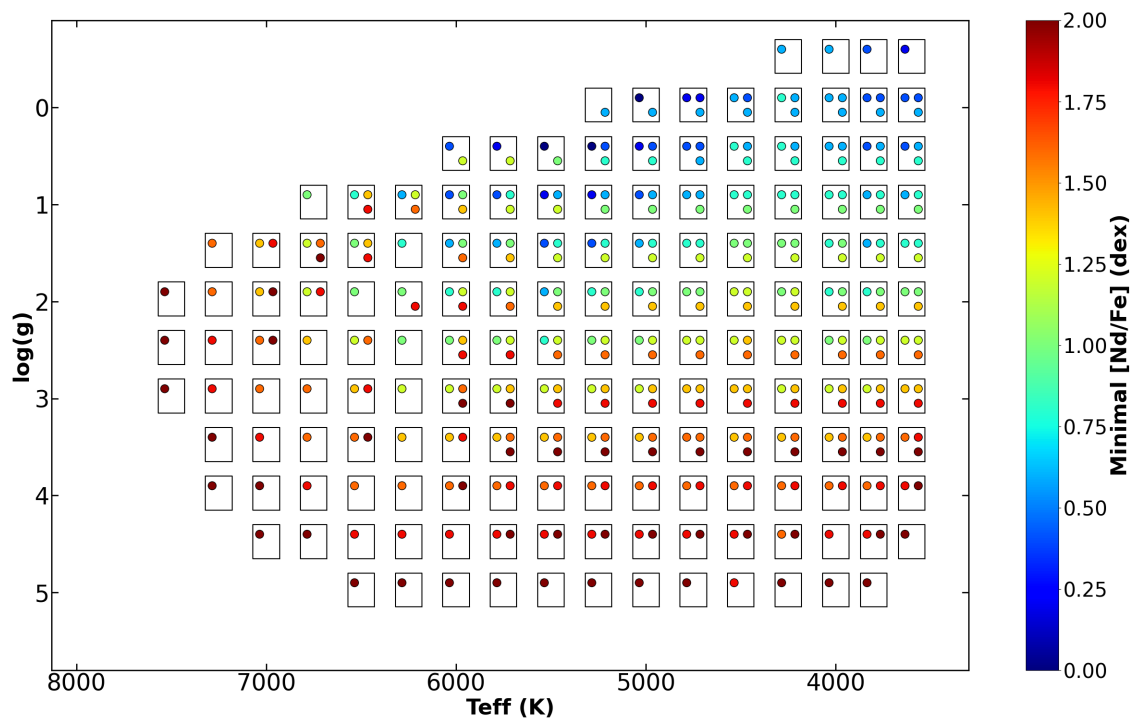


FIGURE 5.12: Identique que la Fig. 5.9 mais pour le Nd.

abondance de $[\text{Nd}/\text{Fe}] = 2.0$ dex est adoptée, bien que leur abondance peut être plus élevée. Le *low-uncertainty Nd sample* est composé de 3510 étoiles avec une grande qualité d'abondance de Nd. A noter que 3490 de ces étoiles ont une température effective inférieure ou égale à 4000 K, ce qui motivera d'étudier les abondances de Nd (ainsi que de Ce) dans les AGB paramétrées par le module *GSP-Spec* dans le Chapitre 7.

5.4.2 Validation des abondances de Nd

Afin de valider les abondances de Nd, nous avons recherché dans la littérature des abondances de Nd publiées par d'autres études. Nous n'avons trouvé que très peu d'étoiles en commun avec des études précédentes (aucune étude dédiée aux AGB qui représentent la majorité du *low-uncertainty Nd sample*, comme nous le verrons dans la Chap. 7) : six en commun avec Tautvaišienė et al. [2021] et neuf avec Hayes et al. [2022]. La figure 5.13 illustre la différence des abondances *GSP-Spec* de Nd et de la littérature en fonction de la métallicité *GSP-Spec*, codée en couleur avec la T_{eff} . Malheureusement, seulement neuf de ces étoiles ont des paramètres atmosphériques proches des nôtres (différences en T_{eff} , $\log(g)$ et $[M/H]$ valant 150K, 0.50 et 0.30 dex, respectivement).

Bien que nos abondances de Nd semblent être systématiquement plus grandes que celles trouvées dans la littérature, nous avons décidé de ne pas les calibrer en raison de la trop petite taille de l'échantillon de comparaison. Néanmoins, comme notre échantillon n'est composé que d'étoiles géantes, nous avons analysé le spectre observé d'Arcturus Hinkle et al. [2000] avec le pipeline *GSP-Spec* pour estimer son abondance en Nd, en adoptant les paramètres atmosphériques de la Tab. 4.1. L'abondance de $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ plus élevée de *GSP-Spec* dans

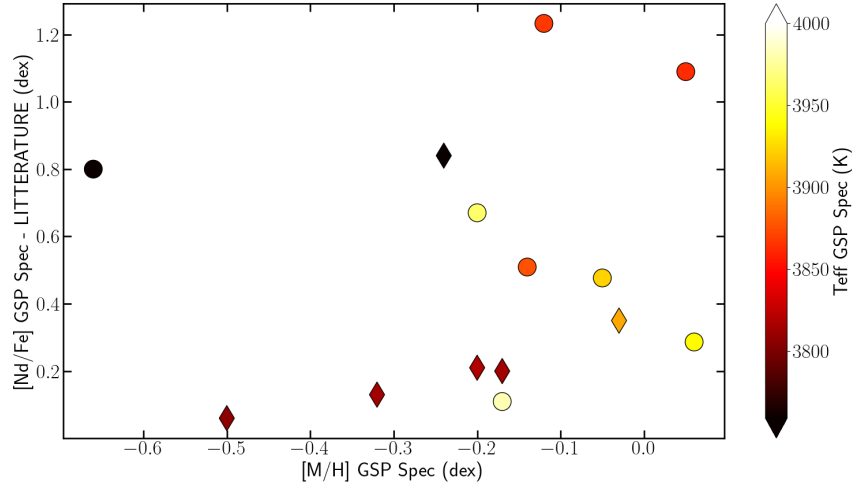


FIGURE 5.13: Différence des abondances *GSP-Spec* de Nd et de la littérature en fonction de la métallicité *GSP-Spec*, codée en couleur avec la T_{eff}

Arcturus étant confirmée par rapport à la valeur rapportée par [Fanelli et al. \[2021\]](#) (qui ont adopté des paramètres atmosphériques similaires aux nôtres), nous avons forcé notre [Nd/Fe] dans Arcturus à être égal au leur ([Nd/Fe] = - 0.03 dex dans l'échelle Solaire de [Grevesse et al. \[2007\]](#)). Nous avons calibré toutes les autres abondances de Nd en conséquence.

5.5 Bilan

Nous avons vu dans ce chapitre comment les paramètres atmosphériques et les abondances chimiques sont produites par *GSP-Spec*. Parmi les différents résultats, des abondances de Ce et de Nd sont disponibles pour des milliers d'étoiles. Nous avons défini un échantillon d'abondances de Ce et de Nd de haute qualité. Nous étudierons dans le prochain chapitre le contenu de Ce dans le disque (et le halo) de la Voie Lactée, puis nous étudierons dans le chapitre 7, les abondances de Ce et de Nd dans les AGB paramétrées par le module *GSP-Spec*.

CONTENU EN CÉRIUM DE LA VOIE LACTÉE RÉVÉLÉ PAR LES ABONDANCES GAIA/*GSP-Spec*

6.1	Propriétés chimiques, cinématiques et dynamiques des abondances <i>GSP-Spec</i> de cérium	160
6.1.1	Distribution chimique	160
6.1.2	Répartition spatiale	161
6.1.3	Propriétés chimico-cinématiques et chimico-dynamiques	162
6.2	Le cérium dans le disque Galactique	164
6.2.1	Echantillon d'abondances de Ce de haute qualité	165
6.2.2	Tendances de [Ce/Fe] en fonction de [M/H]	165
6.2.3	Gradients radiaux de l'abondance de cérium dans le disque Galactique	167
6.2.4	Gradients verticaux de l'abondance de cérium	168
6.2.5	Le cérium dans les amas ouverts	169
6.3	Comparaison avec les modèles d'évolution chimique	172
6.3.1	Modèle three-infall	174
6.3.2	Modèle d'évolution chimique du Ce	174
6.4	Le cérium dans le halo Galactique	176
6.4.1	Le cérium dans les étoiles accrétées	176
6.4.2	L'amas globulaire M4	179
6.5	Bilan	180

Parmi les nombreux résultats de la mission Gaia, nous avons vu que jusqu'à 5.6 millions d'étoiles possèdent des paramètres atmosphériques et des abondances individuelles, parmi

lesquelles il y a plus de 103 000 étoiles avec des abondances de Cérium.

Nous avons défini dans la Sect. 5.3, pour cet élément du second pic *s*, un échantillon de travail en appliquant une combinaison spécifique de *flags_gspspec*. Nous allons, dans ce chapitre, présenter et discuter le contenu en cérium de la Voie Lactée.

A noter que ce travail a déjà été publié dans le journal *Astronomy & Astrophysics* en janvier 2023 : *The cerium content of the Milky Way as revealed by Gaia DR3 GSP-Spec abundances*, G. Contursi, P. de Laverny, A. Recio-Blanco et. al. La version publiée se trouve dans l'Annexe B.

6.1 Propriétés chimiques, cinématiques et dynamiques des abondances *GSP-Spec* de cérium

Dans cette section, nous présentons les propriétés spatiales, cinématiques, dynamiques et chimiques du *low-uncertainty Ce sample* défini dans la Sect. 5.3. Le calcul des positions stellaires (coordonnées cartésiennes galactocentriques X, Y, Z) ainsi que le rayon galactocentrique (R) et les vitesses cylindriques (V_R , V_Z et V_ϕ) est présenté dans [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#) et est basé sur les distances Gaia EDR3 de [Bailer-Jones et al. \[2021\]](#). Le calcul des paramètres orbitaux (excentricités, actions, apocentres, péricentres et Z_{max}) est décrite dans [Palicio et al. \[2023\]](#).

6.1.1 Distribution chimique

Nous présentons tout d'abord sur la Fig. 6.1 le diagramme de Kiel (panneaux supérieurs) des étoiles du *low-uncertainty Ce sample* avec un code couleur pour le nombre d'étoiles, la métallicité et l'abondance du cérium (panneaux supérieur, central et inférieur, respectivement). Nous voyons que cet échantillon est principalement composé d'étoiles de la Branche des Géantes Rouges et de la Branche des Géantes Asymptotiques (RGB et AGB, resp. ci-après) avec un $\log(g) < 3.5$. Ceci résulte du fait que la raie de Ce est plus facilement détectée dans les géantes froides. De plus, les étoiles avec une raie de Ce détectée dans le *low-uncertainty Ce sample* plus froides (et avec un $\log(g)$ plus faible) sont plus pauvres en métaux. Les abondances de cérium ont en effet été calculées pour toutes les métallicités, y compris Solaires, dans les étoiles situées dans la phase RGB, alors que seules les étoiles dont la métallicité est inférieure à ~ -0.5 dex sont présentes au sommet de la phase AGB. Ceci résulte à nouveau de la difficulté de mesurer correctement la raie Ce dans les spectres d'étoiles froides qui deviennent de plus en plus encombrées par les raies moléculaires à mesure que la température effective diminue.

Ceci est également illustré dans le panneau de droite de la Fig. 6.1 montrant que seules les étoiles AGB les plus froides ($T_{\text{eff}} < 3\,800$ K) ayant des abondances de cérium relativement élevées ($[\text{Ce}/\text{Fe}] \gtrsim 0.60$ dex) ont été mesurées. De même, seules les étoiles riches en cérium plus chaudes que $T_{\text{eff}} \gtrsim 4800$ K sont détectées. Ces biais observationnels sont discutés dans la section 6.2.1. Nous remarquons également un manque d'étoiles autour de $T_{\text{eff}} \sim 4000$ K. Cette caractéristique est due à la complexité des spectres des géantes les plus froides. Cela pourrait conduire à des erreurs de paramétrisation qui ont été en partie résolus grâce au flap *KMgiantPar* (Sect. 5.2.1 et [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#)), même si cela implique de rejeter une partie de ces étoiles AGB.

Les panneaux inférieurs de la Fig. 6.5 présentent la tendance des abondances de cérium en fonction de la métallicité, codée par le nombre d'étoiles (panneau inférieur gauche) et par les abondances de calcium (panneau inférieur droit). Notons que, ci-après, nous avons adopté les abondances de Ca calibrées (Sect. 5.2). Pour toutes les étoiles du *low-uncertainty Ce sample*, les flags *CaUpLim* et *CaUncer* sont égaux à zéro et les incertitudes sur les abondances $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ sont inférieures à 0.06 dex. Nous pouvons voir que, sur une gamme

de métallicité de 1.5 dex, nous avons trouvé une forme de banane qui peut être expliquée par un biais de détection. Par exemple, les étoiles pauvres en métaux et pauvres en Ce sont mal représentées dans notre échantillon car la raie du Ce devient trop faible pour être détectée dans de telles atmosphères stellaires. De même, les abondances de Ce faibles sont plus difficiles à dériver dans les spectres riches en métaux encombrés.

D'autre part, nous pouvons voir dans le panneau inférieur droit que l'échantillon est composé d'étoiles plus riches en Ca lorsque la métallicité diminue, une conséquence du comportement des éléments α avec $[M/H]$ dans la Voie Lactée. Dans le régime le plus pauvre en métallicité, nous trouvons principalement des étoiles riches en Ca ($[Ce/Fe] \gtrsim 0.5$ dex) avec des abondances élevées en calcium ($[Ca/Fe] \gtrsim 0.3$ dex).

Nous notons enfin un excès d'étoiles avec des abondances $[Ce/Fe]$ et $[Ca/Fe]$ assez faibles autour de $[M/H]=-0.5$ dex. Comme expliqué dans [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#), ces étoiles sont pour la plupart massives et jeunes (voir leur Fig. 8) et sont situées dans les bras spiraux de la Voie Lactée. Ceci est confirmé par les travaux récents de [Poggio et al. \[2022\]](#) (voir leur Fig. B.1.). Leur échantillon A est un sous-échantillon contenant la majorité de l'échantillon d'étoiles massives défini dans la Fig. 8 de [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#). Nous constatons que ces étoiles ont un âge très jeune (< 500 Myr) et sont massives. Il y a aussi d'autres étoiles avec un faible $[Ce/Fe]$ et un $[Ca/Fe]$ Solaire qui appartiennent probablement au disque puisqu'elles ont une distribution spatiale et une cinématique similaires à celles des autres étoiles du disque.

6.1.2 Répartition spatiale

Nous illustrons sur la Fig. 6.2 la distribution spatiale des étoiles du *low-uncertainty Ce sample*. Trois cartes dans le plan (X, Y) sont montrées dans les panneaux supérieurs. Ces cartes sont colorées en fonction du nombre d'étoiles, de la métallicité médiane et du $[Ce/Fe]$ médian (de gauche à droite). Les panneaux inférieurs de la Fig. 6.2 montrent le même échantillon d'étoiles dans le plan (R, Z). Nous remarquons tout d'abord que la couverture spatiale est assez large (environ 7 kpc en X, Y et Z) même si la majeure partie de l'échantillon est concentrée dans le voisinage Solaire. Cependant, il est intéressant de noter que, selon cette figure (et en la comparant aux panneaux de Kiel de la Fig. 6.1), les étoiles les plus riches en métaux et préférentiellement un $\log(g)$ plus grand se trouvent plus près du Soleil, alors que les plus pauvres en métaux sont plus géantes et peuvent être observées à de plus grandes distances. Ceci résulte de certains biais d'observation qui sont traités dans la section 6.2.1.

En dehors de ces biais possibles, nous pouvons constater que les étoiles les plus proches, qui sont plus riches en métaux et plus pauvres en Ce que les étoiles plus éloignées, appartiennent probablement au disque mince puisqu'elles sont principalement concentrées à ± 0.5 kpc du plan Galactique. De plus, leur Z_{max} est inférieur à 0.8 kpc pour environ 90% d'entre elles. Il pourrait donc y avoir une petite contribution des étoiles du disque épais ou du halo dans cet échantillon. D'autre part, les étoiles avec des abondances de Ce plus élevées sont plus pauvres en métaux (voir Fig. 6.1) et sont préférentiellement situées en dehors du voisinage Solaire et/ou à de plus grandes distances du plan Galactique. Une partie de cette population ne devrait pas appartenir au disque mince puisqu'elle est située à $|Z| > 1$

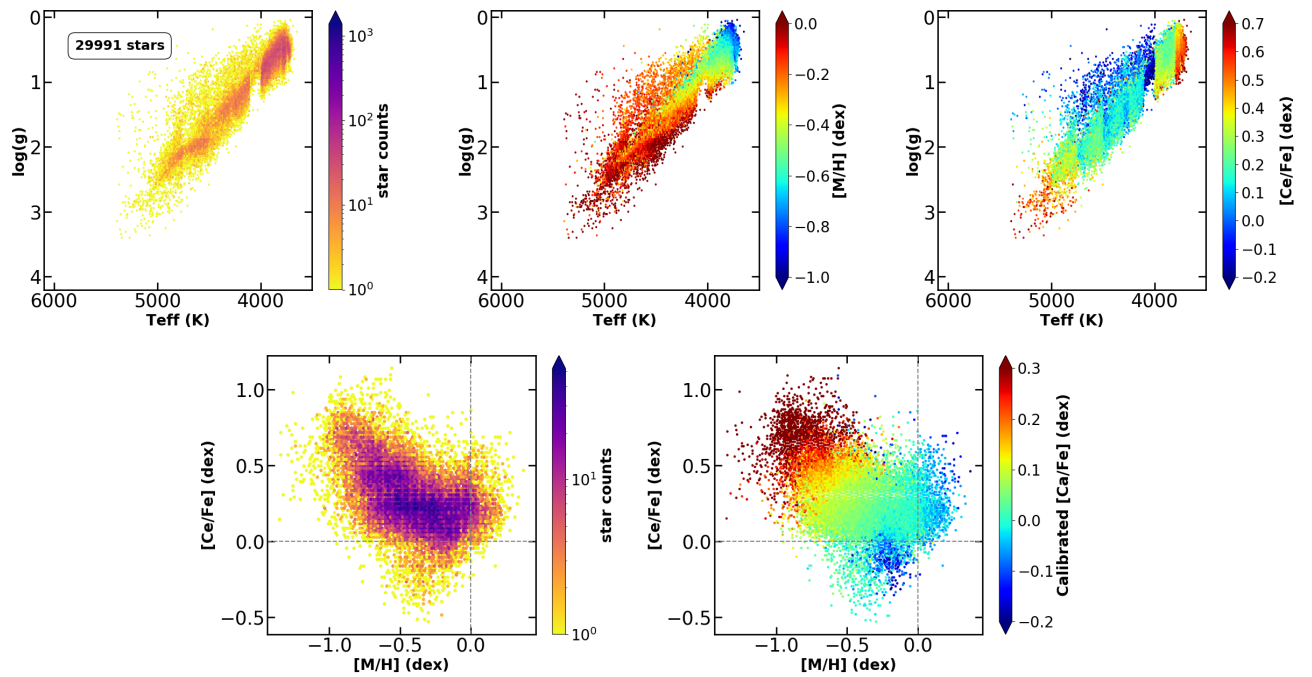


FIGURE 6.1: Panneaux supérieurs : Diagramme de Kiel des étoiles du *low-uncertainty Ce sample* coloriées en fonction du nombre d'étoiles (panneau de gauche), la métallicité moyenne par point (panneau central) et les abondances moyennes de cérium (panneau de droite). Panneaux inférieurs : Distribution $[Ce/Fe]$ vs $[M/H]$ coloriée en fonction du nombre d'étoiles (panneau de gauche) et les abondances médianes calibrées de calcium (panneau de droite).

kpc. Ceci est en accord avec leur métallicité et leur abondance en Ca (voir panneau inférieur droit de la figure 6.1).

6.1.3 Propriétés chimico-cinématiques et chimico-dynamiques

Grâce aux paramètres cinématiques et orbitaux présentés dans [Palicio et al. \[2023\]](#), nous montrons dans le panneau supérieur gauche de la Fig. 6.3 les abondances de Ce en fonction de la métallicité, codées en couleur avec l'excentricité médiane de leur orbite Galactique. Nous remarquons que les étoiles avec des abondances de Ce plus élevées sont sur des orbites plus excentriques. Cela confirme que ces étoiles n'appartiennent probablement pas au disque mince. Au contraire, les étoiles plus riches en métaux avec une abondance de Ce sont sur des orbites presque circulaires avec une valeur de Z_{max} plus petites que 800 pc, typique des étoiles du disque mince.

Ces tendances sont confirmées par le diagramme de Toomre des étoiles de l'échantillon de faible incertitude (panneau inférieur gauche de la Fig. 6.3), codées avec la médiane de $[Ce/Fe]$. Les étoiles enrichies en Ce sont pour la plupart en dehors de l'anneau de 150 km/s, ce qui suggère qu'elles appartiennent au halo Galactique et/ou au disque épais. Nous pouvons également constater qu'une grande majorité de ces étoiles (95.4 %) présentent des

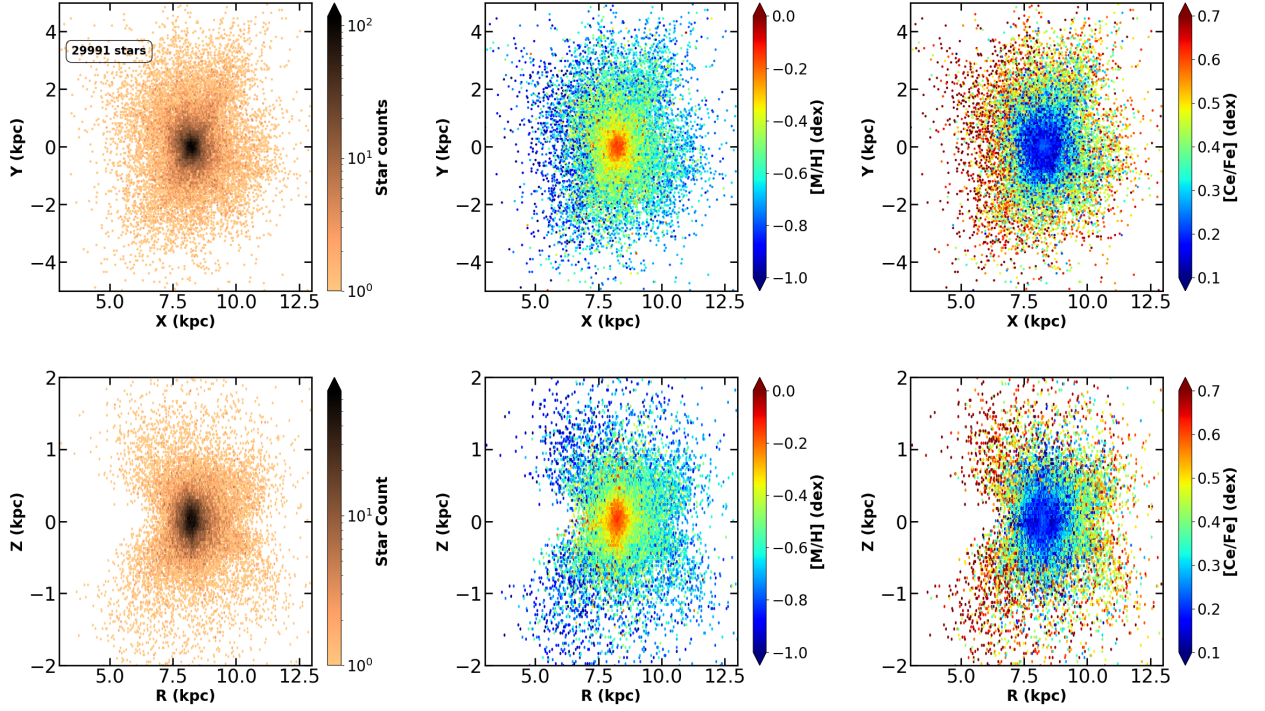


FIGURE 6.2: Distributions Galactiques des étoiles du *low-uncertainty Ce sample*. Les panneaux supérieurs montrent les distributions en coordonnées cartésiennes (X, Y), avec un code couleur de gauche à droite pour les nombres d'étoiles, les métallicités médianes et les abondances médianes de cérium. Les panneaux inférieurs montrent les distributions en coordonnées cartésiennes (R, Z) avec un code couleur similaire à celui des panneaux supérieurs.

propriétés cinématiques de disque puisque elle ont une vitesse totale toujours inférieure à ~ 100 km/s. Ceci est confirmé par le fait que leur Z_{max} est inférieur à 800 pc pour environ 85% du *low-uncertainty Ce sample*. Malgré cette dominance de la population des disques, il est intéressant de noter qu'une plus petite proportion d'étoiles du halo, y compris avec des objets sur des orbites rétrogrades, sont également présentes.

Enfin, les panneaux de droite montrent l'énergie totale E (rééchelonnée en termes de V_{\odot}^2) en fonction de la composante verticale du moment angulaire L_Z (défini comme positif dans la direction de la rotation Galactique), codée en couleur en nombre d'étoiles (panneau supérieur) et en abondances de $[Ce/Fe]$ (panneau inférieur). Ces graphiques confirment à nouveau que la grande majorité des étoiles du *low-uncertainty Ce sample* sont situées dans le disque Galactique, et en particulier près du Soleil (indiqué par une étoile blanche sur la figure). En outre, des étoiles du halo à faible moment angulaire peuvent être observées. Certaines de ces étoiles appartiennent à des sous-structures du halo déjà identifiées comme Gaia-Enceladus-Sausage [GES; cf. [Belokurov et al., 2018](#), [Helmi et al., 2018](#), [Myeong et al., 2018](#), [Feillet et al., 2020, 2021](#)] à faible $|L_Z|$ et $-2.8 V_{\odot}^2 \lesssim E \lesssim -2.0 V_{\odot}^2$. Ces étoiles seront discutées dans la section 6.4.1, en étendant l'analyse à l'échantillon complet de cérium.

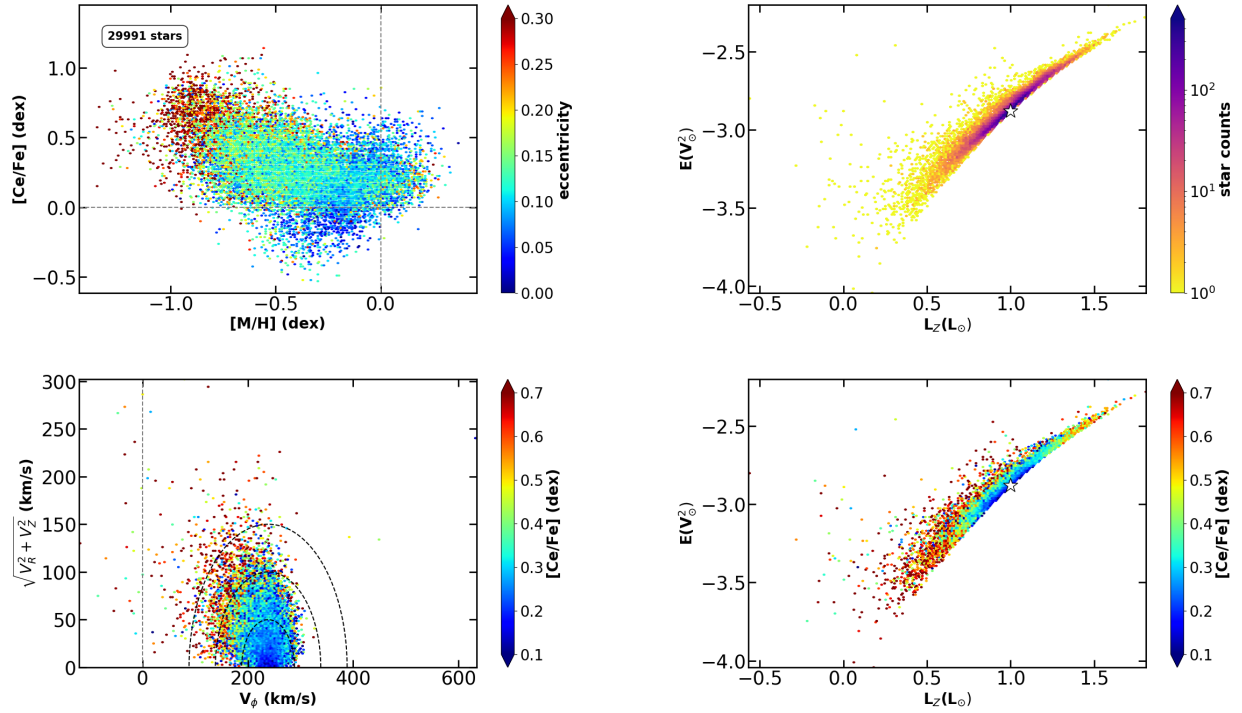


FIGURE 6.3: Panneau supérieur gauche : Distribution du cérium en fonction de la métallicité pour les étoiles du *low-uncertainty Ce sample*, codée en couleur avec l'excentricité de leurs orbites. Panneau inférieur gauche : Diagramme de Toomre colorié avec $[Ce/Fe]$. Les lignes circulaires en pointillés correspondent à $V_{Tot} = 50, 100$ et 150 km/s. Panneaux de droite : plan énergie-moment angulaire (E, L_z) colorié en fonction de la densité (panneau supérieur) et avec l'abondance moyenne du cérium (panneau inférieur). L'étoile blanche indique le voisinage Solaire ($L_z = L_\odot, E \sim -2.88 V_\odot^2$).

6.2 Le cérium dans le disque Galactique

Dans cette section, nous discutons de l'évolution chimique du cérium dans le disque Galactique à partir de ces données *GSP-Spec*. Pour cela, il faut tenir compte du fait que le *low-uncertainty Ce sample* défini dans la section 5.3 pourrait être biaisé par certains effets de la fonction de sélection comme, par exemple, la distribution spatiale et les limitations sur les paramètres stellaires. En particulier, la raie de cérium de *GSP-Spec* ne peut pas être détectée et mesurée pour toutes les combinaisons de paramètres atmosphériques stellaires. Les abondances de Ce ne sont en effet disponibles que pour les étoiles géantes, comme le montre la figure 6.1. De plus, seules les étoiles AGB les plus brillantes situées loin du voisinage Solaire peuvent avoir une estimation de $[Ce/Fe]$. De même, nous avons déjà vu que les abondances de cérium sont mesurées avec difficulté dans les spectres riches en raies d'étoiles riches en métaux et/ou très froides. Cela pourrait favoriser la détection d'étoiles enrichies en Ce, ces étoiles n'étant pas toujours représentatives du contenu Galactique du milieu interstellaire. Ceci s'explique notamment car les abondances en surface en éléments

s sont modifiées lors de l'évolution des étoiles de faible masse causée par la production interne. Pour tenir compte de ces biais, nous définissons un nouveau sous-échantillon stellaire (appelé *high-quality sample*, ci-après) afin de discuter des gradients et des tendances du Ce Galactique. L'évolution Galactique de cet élément formé par captures de neutrons est ensuite interprétée grâce à un modèle d'évolution chimique. Enfin, nous explorons les abondances de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ dans les amas ouverts, traçant des gradients Galactiques complémentaires aux étoiles de champ.

6.2.1 Echantillon d'abondances de Ce de haute qualité

Pour considérer les abondances de Ce les plus précises (faibles incertitudes et meilleure paramétrisation stellaire) et éviter les biais de détection vers les étoiles plus riches en Ce, nous avons sélectionné seulement les étoiles avec $S/N > 300$ et une incertitude sur les abondances de Ce ≤ 0.10 dex. Ensuite, comme la raie Ce est plus facilement détectée dans les étoiles froides, nous n'avons gardé que les étoiles avec $3800 \leq T_{\text{eff}} \leq 4800\text{K}$ (comme discuté à partir de la Fig. 6.1 et le texte associé). D'une part, les spectres des étoiles plus chaudes ont une raie Ce très faible et presque indétectable (comme déjà montré dans la Fig. 5.9), donc seulement les étoiles riches en Ce peuvent être mesurées à de telles températures. D'autre part, la coupure à basse T_{eff} rejette les étoiles AGB les plus froides de l'échantillon, la plupart d'entre elles étant pauvres en métaux et riches en Ce (voir les panneaux supérieurs de la Fig. 6.1). Ces étoiles sont probablement enrichies en Ce en raison de leur nucléosynthèse interne et de leur mélange. Leurs propriétés seront discutées au Chapitre 7.

Finalement, ce *high-quality sample* est composé de 7397 étoiles principalement situées à moins de 1 kpc du Soleil en coordonnées (X - Y). Le panneau gauche de la figure 6.4 montre leur position dans le plan ($R_g - Z_{\text{max}}$). Seules quelques-unes d'entre elles se trouvent à $|Z_{\text{max}}| > 0.7$ kpc ($\sim 10\%$ de l'échantillon).

Leurs vitesses Galactiques sont compatibles avec une appartenance au disque comme nous pouvons le déduire du diagramme de Toomre présenté dans le panneau de droite de la Fig. 6.4 où l'on voit qu'environ 85% d'entre eux ont une vitesse totale inférieure à ~ 70 km/s et une valeur de Z_{max} inférieure à 700 pc.

6.2.2 Tendances de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{M}/\text{H}]$

Afin de valider cet échantillon de haute qualité, nous illustrons la tendance $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ en fonction de la métallicité dans le panneau supérieur de la Fig. 6.5. Nous trouvons une tendance plutôt plate à un niveau moyen de $[\text{Ce}/\text{Fe}] \sim 0.2$ dex pour des métallicités variant entre ~ -0.7 jusqu'à $\sim +0.3$ dex. Un comportement similaire et un niveau moyen de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ sont rapportés par Forsberg et al. [2019] (F19, ci-après), basé sur 277 étoiles soit un échantillon environ 30 fois plus petit que le nôtre (triangles rouges dans la Fig. 6.5, panneau supérieur). Cette tendance plate avec la métallicité est également en accord avec Reddy et al. [2006] (178 étoiles), Battistini and Bensby [2016] (365 étoiles) et Delgado Mena et al. [2017] (diamants orange dans la Fig. 6.5, panneau supérieur, 653 étoiles). Notons que ces étoiles ont $T_{\text{eff}} > 5300$ K et $S/N > 100$ selon leur Sect. 4), bien que ces auteurs rapportent un niveau $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ plus

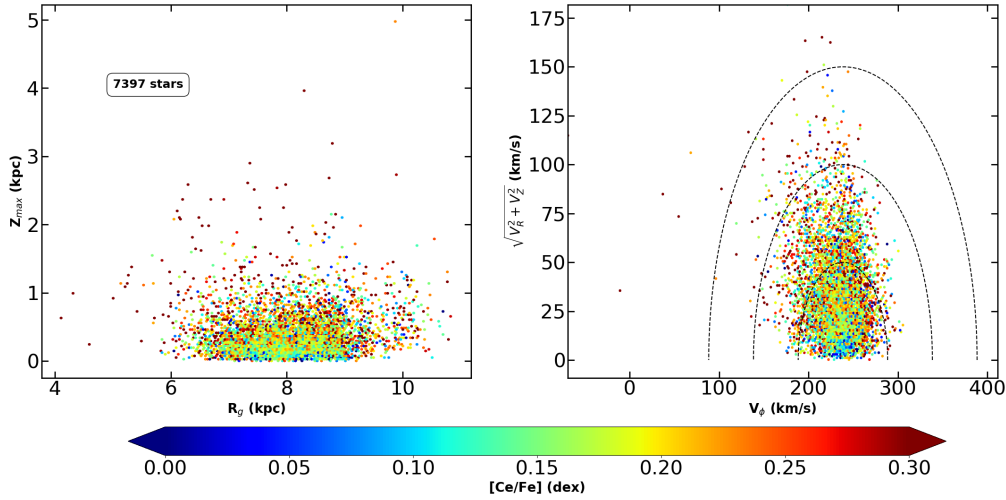


FIGURE 6.4: Panneau de gauche : Distribution Galactique dans le plan ($R_g - Z_{max}$) des étoiles du *high-quality sample*, codée en couleur avec les abondances médianes de cérium par point. Panneau de droite : Diagramme de Toomre des mêmes étoiles.

faible (environ $+0.0$ dex), résultant probablement de calibrations et/ou d'échelles de référence différentes. Enfin, il convient de noter que, dans le régime de faible métallicité ($[M/H] \lesssim -0,8$ dex), le *high-quality sample* n'est probablement pas statistiquement représentatif.

Le panneau inférieur de la Fig. 6.5 montre le rapport d'abondance $[Ce/Ca]$ en fonction de $[Ca/H]$. Les points oranges illustrent à nouveau l'abondance moyenne de $[Ce/Ca]$, en utilisant des intervalles de 0.07 dex dans $[Ca/H]$. Les barres d'erreur représentent l'écart-type associé à chaque intervalle. Pour des valeurs de $[Ca/H]$ supérieures à ~ -0.7 dex (la faible statistique brouille la tendance à des métallicités plus faibles), nous avons trouvé une légère augmentation de $[Ce/Ca]$ avec l'augmentation de $[Ca/H]$: $\delta[Ce/Ca]/\delta[Ca/H] = 0.087 \pm 0.013$, similaire à la tendance de la population high-Ia de Griffith et al. [2021] (cette population représentant leur distribution de faible $[Mg/Fe]$ dans les disques minces). Il est important de noter que Griffith et al. [2021] ont utilisé les abondances de Mg provenant des données APOGEE DR16, alors que l'élément α de référence est le Ca dans notre étude¹. Cette augmentation continue de $[Ce/Ca]$ pourrait être la conséquence de la contribution plus tardive des étoiles AGB (principales productrices d'éléments s , comme le cérium) dans l'histoire de l'évolution chimique de la Galaxie par rapport aux supernovæ de type II (produisant des éléments α comme le Ca). De plus, nous soulignons que nous avons également trouvé une distribution plutôt plate du rapport $[Ce/Ca]$ pour $[Ca/H] > 0.1$ dex alors que Griffith et al. [2021] rapportent une forte diminution. Ceci est dû aux différentes tendances de nos abondances de Ca et de leurs abondances de Mg. En fait, leur $[Mg/Fe]$ reste constant pour les métallicités positives, contrairement à la diminution continue de notre $[Ca/Fe]$, comme nous pouvons le voir sur la Fig.25 de Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. [2022].

1. Nous avons adopté Ca au lieu de Mg car plusieurs étoiles du *high-quality sample* n'ont pas d'abondance de magnésium *GSP-Spec*.

Cette diminution continue est plus en accord avec les modèles d'évolution Galactique qui prédisent une diminution similaire de tous les rapports $[\alpha/\text{Fe}]$ avec $[\text{M}/\text{H}]$. Nous notons également que notre $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ est systématiquement plus élevé que celui de Griffith et al. [2021], probablement en raison des différentes échelles de référence adoptées. Enfin, nous soulignons que cette Fig. 6.5 et nos conclusions ne sont pas modifiées par l'adoption des métallicités calibrées proposées par Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. [2022] (voir Sect. 5.2). Nous décidons donc de ne pas calibrer $[\text{M}/\text{H}]$ par la suite.

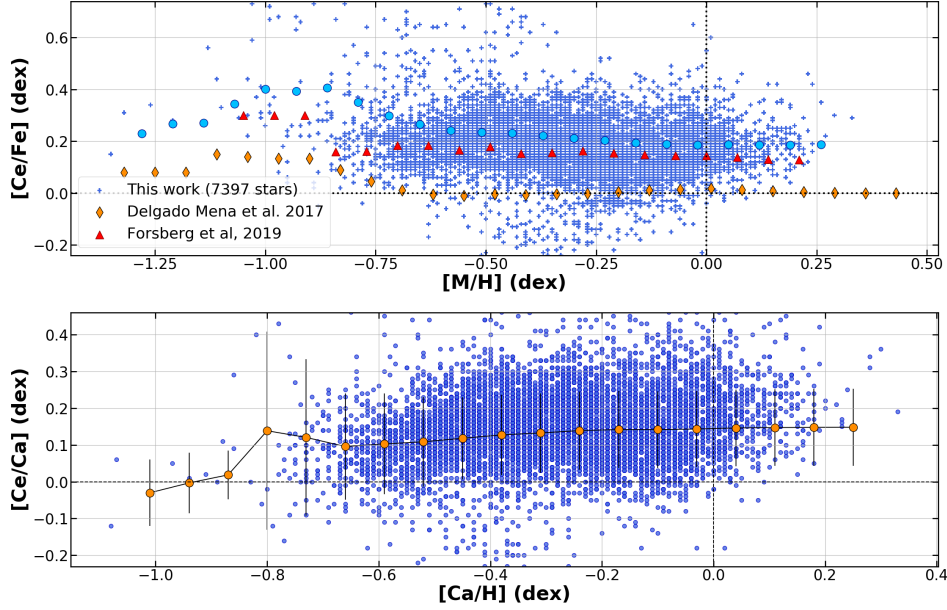


FIGURE 6.5: Panneau supérieur : Rapport des abondances de cérium et de fer pour le *high-quality sample* en fonction de la métallicité. Les triangles rouges et les diamants oranges sont les rapports $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ moyens pour les étoiles de F19 et Delgado Mena et al. [2017], respectivement (calculés par tranche de 0,07 dex). Les points bleus ciel sont la moyenne de nos données par tranche de 0.07 dex en $[\text{Ca}/\text{H}]$. Panneau inférieur : $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ en fonction de $[\text{M}/\text{H}]$. Les points oranges correspondent à la moyenne des mesures par tranche de 0.07 dex et les barres d'erreur correspondent à l'écart-type dans chaque tranche.

6.2.3 Gradients radiaux de l'abondance de cérium dans le disque Galactique

Les gradients radiaux d'abondance de Ce dans le disque Galactique ont été calculés en utilisant un ajustement Theil-Sen des tendances du *high-quality sample* par rapport i) à la distance radiale au centre Galactique R , et ii) au rayon guide (R_g , estimé avec la moyenne des distances orbitales de l'apocentre et du péricentre). Notons que les erreurs sont calculées en adoptant un niveau de confiance de 0.95.

Tout d'abord, nous avons examiné les gradients radiaux de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ et nous avons trouvé des gradients plats par rapport à R ou R_g . Les ajustements correspondants sont : $\delta[\text{Ce}/\text{Fe}]/\delta R$

= -0.001 ± 0.004 dex/kpc pour le rayon Galactique, et $\delta[\text{Ce}/\text{Fe}]/\delta R_g = -0.001 \pm 0.005$ dex/kpc. Nous constatons donc que le contenu en $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ du milieu interstellaire est constant pour R_g allant de 7.5 à 9.5 kpc du centre Galactique. Ce gradient plat à l'intérieur du disque Galactique a une pente plus faible (bien que presque en accord dans les barres d'erreur) par rapport au gradient de R_g rapporté par [Tautvaišienė et al. \[2021\]](#), en supposant que leurs distances galactocentriques moyennes sont équivalentes à notre R_g . En ne considérant que leurs étoiles du disque mince, ils ont en effet trouvé un gradient radial de 0.015 ± 0.007 dex/kpc sur une gamme similaire de R_g . Nous avons trouvé 32 étoiles en commun entre le *high-quality sample* et [Tautvaišienė et al. \[2021\]](#), avec une différence moyenne en $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ et un écart-type de -0.25 et 0.16 dex, respectivement. Il y a donc un bon accord entre les deux études, bien qu'elles ne soient pas sur la même échelle de référence. Cependant, cette différence d'échelle n'affecte pas la détermination du gradient de cérium. En conséquence, nous pensons que la différence entre les deux gradients dérivés pourrait s'expliquer par la statistique plus faible de [Tautvaišienė et al. \[2021\]](#), ne s'appuyant que sur 424 étoiles (c'est-à-dire moins de 6% de l'échantillon *GSP-Spec*). En conséquence, les biais de la fonction de sélection pourraient être plus importants dans cette dernière étude.

Deuxièmement, les gradients radiaux de $[\text{Ce}/\text{H}]$ ont été dérivés et se sont avérés marginalement négatifs : $\delta[\text{Ce}/\text{H}]/\delta R = -0.028 \pm 0.017$ dex/kpc et $\delta[\text{Ce}/\text{H}]/\delta R_g = -0.051 \pm 0.007$ dex/kpc. Ces gradients radiaux sont parfaitement cohérents avec les gradients horizontaux $[\text{Ce}/\text{H}]$ et $[\text{La}/\text{H}]$ ($\delta[\text{Ce}/\text{H}]/\delta R = -0.024 \pm 0.003$ dex/kpc et $\delta[\text{La}/\text{H}]/\delta R = -0.020 \pm 0.003$ dex/kpc) dérivés des Céphéides par [da Silva et al. \[2016\]](#) sur une gamme plus large de distances galactocentriques (4-18 kpc). Notre résultat est également en accord avec les gradients radiaux négatifs rapportés par les données Gaia [[Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al., 2022](#)].

6.2.4 Gradients verticaux de l'abondance de cérium

D'une part, le gradient vertical de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ a été calculé en fonction de la distance absolue au plan Galactique $|Z|$. Une tendance positive a été trouvée avec $\delta[\text{Ce}/\text{Fe}]/\delta Z = 0.122 \pm 0.016$ dex/kpc. D'autre part, le gradient par rapport à la distance orbitale maximale au plan, Z_{max} , fournit une valeur assez similaire : $\delta[\text{Ce}/\text{Fe}]/\delta Z_{max} = 0.086 \pm 0.011$ dex/kpc. Ces deux gradients ne sont pas affectés par le rejet des étoiles situées à des distances supérieures à ~ 600 pc du plan. Une tendance opposée a été trouvée par [Tautvaišienė et al. \[2021\]](#) (-0.034 ± 0.027 dex/kpc) pour leur gradient de disque mince, probablement en raison des biais de la fonction de sélection discutés ci-dessus.

Néanmoins, nous notons que ces auteurs ont trouvé un gradient positif pour La dans le disque mince ($\delta[\text{La}/\text{Fe}]/\delta R_g = 0.030 \pm 0.025$ dex/kpc) qui est en meilleur accord avec notre gradient vertical et contraste de manière surprenante avec leur gradient Ce. Enfin, nous avons trouvé des gradients verticaux $[\text{Ce}/\text{H}]$ décroissants : $\delta[\text{Ce}/\text{H}]/\delta Z = -0.453 \pm 0.035$ dex/kpc et $\delta[\text{Ce}/\text{H}]/\delta Z_{max} = -0.297 \pm 0.021$ dex/kpc. Ces valeurs sont liées au gradient vertical de métallicité que nous avons dérivé : $\delta[\text{M}/\text{H}]/\delta Z = -0.614 \pm 0.032$ dex/kpc.

6.2.5 Le cérium dans les amas ouverts

Pour tracer le contenu en Ce du disque Galactique, nous avons également recherché des étoiles appartenant à des amas ouverts Galactiques (OC). Comme relativement peu d'étoiles appartenant à des OC ont été trouvées dans le *high-quality sample*, nous avons adopté ici le *low-uncertainty Ce sample*. Pour la sélection des étoiles membres d'OC, nous avons procédé comme dans [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#) en adoptant les propriétés des OC et, en particulier les âges, de [Cantat-Gaudin et al. \[2020\]](#), [Castro-Ginard et al. \[2022\]](#), [Tarricq et al. \[2021\]](#). Ces paramètres ont été dérivés d'étoiles avec une probabilité d'appartenance ≥ 0.7 . Les distances galactocentriques adoptées pour les amas sont celles de la [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#). Nous avons trouvé 82 étoiles avec des estimations de $[Ce/Fe]$ appartenant à 53 OC différents. Parmi celles-ci, 36 OC n'ont qu'un seul membre, 12 OC ont deux membres et 5 OC ont trois membres ou plus. La Table 6.1 contient les moyennes de $[M/H]$, $[Ce/Fe]$, $[Ca/Fe]$ et le nombre d'étoiles pour nos 53 amas ouverts.

Comparaison de la métallicité des OC avec celle de la littérature

Tout d'abord, la métallicité moyenne de chaque amas et l'écart-type associé ont été calculés. La Fig. 6.6 compare pour chacun d'entre eux les métallicités moyennes de *GSP-Spec* avec celles des catalogues mentionnés ci-dessus. Comme ces $[M/H]$ moyens ont été estimés à partir des étoiles avec une abondance de Ce, cet ensemble de OC est biaisé par la détection de la raie de Ce : par exemple, nous voyons un déficit d'amas riches en métaux. Dans tous les cas, un excellent accord est trouvé, avec une différence de métallicité moyenne de 0.04 dex et un écart-type de 0.09 dex, confirmant une fois de plus la haute qualité de l'analyse chimique du module *GSP-Spec*. Seuls trois amas ouverts ont une métallicité différant de plus de 0.2 dex par rapport à la valeur de référence, parmi lesquels deux n'ont qu'un seul membre (leur différence de métallicité étant d'environ 0.3 dex). Dans la suite, nous n'avons gardé que les 46 OC ayant une différence $[M/H]$ par rapport à la littérature de ± 0.15 dex. Ces bonnes métallicités devraient être associées à nos meilleures valeurs de $[Ce/Fe]$. Nous notons également que l'application de la calibration en métallicité proposée dans le Tab. 3 de [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#) améliore très légèrement l'accord global en $[M/H]$ montrée dans la Fig. 6.6 mais pas la précision. Nous avons décidé donc de ne pas calibrer ces métallicités par la suite.

Comparaison des abondances de Ce avec la littérature

La Fig. 6.7 compare les valeurs d'abondance Ce de *GSP-Spec* avec celles de la littérature sur les OC : [Maiorca et al. \[2011\]](#) (cercles rouges), [Reddy et al. \[2012\]](#) (cercle vert), [Casamiquela et al. \[2021\]](#) (cercles violets) et [Sales-Silva et al. \[2022\]](#) (cercles bleus). Les différences entre ces études bibliographiques et les abondances de cérium de *GSP-Spec* sont les suivantes $\Delta[Ce/Fe] = 0.07 \pm 0.00$, -0.19 ± 0.0 , -0.11 ± 0.21 et -0.17 ± 0.13 , respectivement. Nous remarquons que nous avons trouvé un accord relativement bon pour nos abondances de cérium même si le niveau de référence de [Reddy et al. \[2012\]](#) et [Sales-Silva et al. \[2022\]](#)

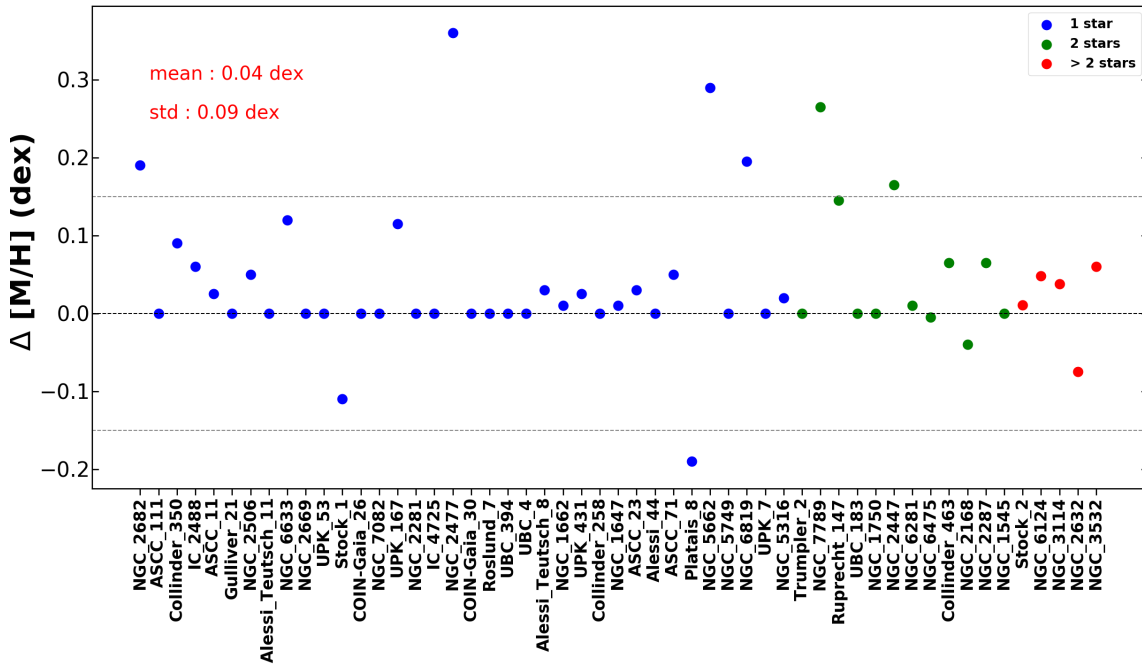


FIGURE 6.6: Différence entre les métallicités des amas ouverts de la littérature et de *GSP-Spec* (calculée comme la moyenne $[M/H]$ de leurs étoiles membres ayant une abondance de Ce) pour les OC ayant au moins une étoile membre. Les points bleus, verts et rouges indiquent le nombre d'étoiles appartenant à chaque OC (1, 2 ou plus de 2 membres, respectivement). Les deux lignes horizontales à ± 0.15 dex indiquent les OC avec de bonnes métallicités qui sont conservées pour une analyse plus approfondie.

semble être différent que les nôtres. Ce dernier travail est en effet à la même échelle que les données d'APOGEE DR16 (les auteurs ont trouvé une différence moyenne entre leurs valeurs de $[Ce/H]$ et celles d'APOGEE DR16 de 0.05 ± 0.16). Nous notons que l'échelle de référence de [Maiorca et al. \[2011\]](#) est proche de la nôtre mais la différence de 0.07 dex entre les données de *GSP-Spec* et celles de [Maiorca et al. \[2011\]](#) pourrait être expliquée par la différence des valeurs Solaires de $[Ce/H]$. Nous notons que ces auteurs ont trouvé des abondances super-Solaires de Ce (et d'éléments principalement produits par le processus s , tels que Y, Zr et La) pour leur OC plus jeune (avec un âge < 1.5 Gyr).

Relation entre les abondances de Ce et l'âge des amas ouverts

Nous illustrons le comportement de ces abondances moyennes de $[Ce/Fe]$ dans la Fig. 6.8. Le panneau de gauche montre $[Ce/Fe]$ en fonction de $[M/H]$, avec un code de couleur correspondant à l'âge des amas. Nous remarquons tout d'abord que les OCs plus anciens semblent plus enrichis en Ce que les plus jeunes, contrairement à ce qui a été trouvé dans [Sales-Silva et al. \[2022\]](#). Ceci pourrait être causé par les biais *GSP-Spec* induits lors de l'analyse des raies de Ce. Cette analyse favorise en effet la sélection d'étoiles froides enrichies en Ce dans le *low-uncertainty Ce sample*, comme cela a déjà été montré dans la Fig. 6.1.

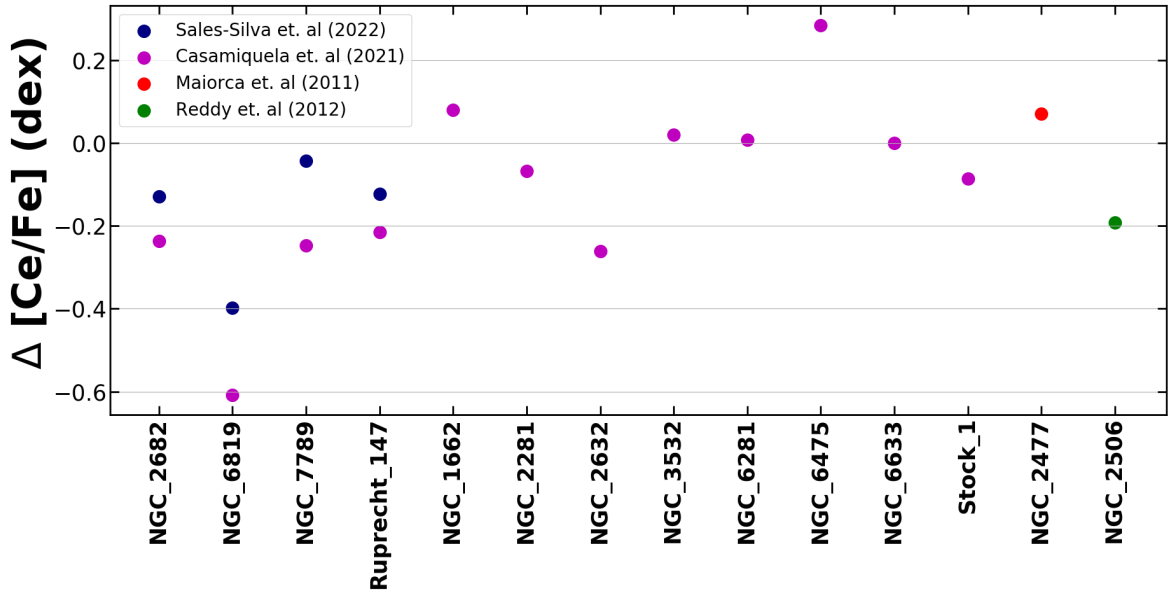


FIGURE 6.7: Différence entre la littérature (les cercles bleus sont des OC de Sales-Silva et al. [2022], les cercles violets de Casamiquela et al. [2021], les cercles rouges de Maiorca et al. [2011] et les cercles verts de Reddy et al. [2012] et les abondances de Ce dans les amas ouverts de *GSP-Spec* (calculée comme la moyenne $[Ce/Fe]$ de leurs membres) pour les OC ayant au moins une abondance de cérium.

Notons que le fait de ne sélectionner que des étoiles du *high-quality sample* (20 étoiles appartenant à 14 amas ouverts) n’affecte pas la relation que nous avons trouvée entre $[Ce/Fe]$ et l’âge. L’élimination des étoiles AGB ou des étoiles dont $v_{broad} < 9$ km/s (43 étoiles) n’affecte pas la relation que nous avons trouvée. Néanmoins, les jeunes étoiles peuvent être affectées par l’activité chromosphérique [Spina et al., 2020]. Nous ne trouvons cependant aucun signe d’activité chromosphérique pour ces étoiles selon les données de Gaia DR3 (`activityindex_espcs` dans `gaiadr3.astrophysical_parameters`).

Gradient de Ce dans le disque et abondances $[Ce/Ca]$

Le panneau central présente les abondances moyennes de $[Ce/Fe]$ dans les OC en fonction de leur rayon guide, colorées en fonction de l’âge. Sur un rayon guide variant entre ~ 7.2 kpc et 10.5 kpc, nous avons trouvé un gradient radial avec une très faible pente : $\delta[Ce/Fe]/\delta R_g = 0.05 \pm 0.09$ dex/kpc. Nous soulignons que cette valeur est en accord (dans la barre d’erreur) avec le gradient plat rapporté dans Sect. 6.2.3 à partir de l’analyse des étoiles du champ dans le disque. Nous notons que la suppression de l’amas le plus éloigné ne modifie pas de manière significative le gradient d’OC ($\delta[Ce/Fe]/\delta R_g = 0.00 \pm 0.07$ dex/kpc). A titre de comparaison, Sales-Silva et al. [2022] rapportent un gradient croissant ($\delta[Ce/Fe]/\delta R = 0.014 \pm 0.007$ dex/kpc) sur une plus grande gamme de R ($\sim 6 - 15$ kpc) qui est compatible avec les nôtres à l’intérieur des barres d’erreur. Enfin, notons que notre gradient radial de l’OC considérant $[Ce/H]$ ($\delta[Ce/H]/\delta R_g = -0.01 \pm 0.15$ dex/kpc) est compatible dans les barres d’erreurs avec celui de Sales-Silva et al. [2022] $\delta[Ce/H]/\delta R_g = -0.070 \pm 0.007$ dex/kpc.

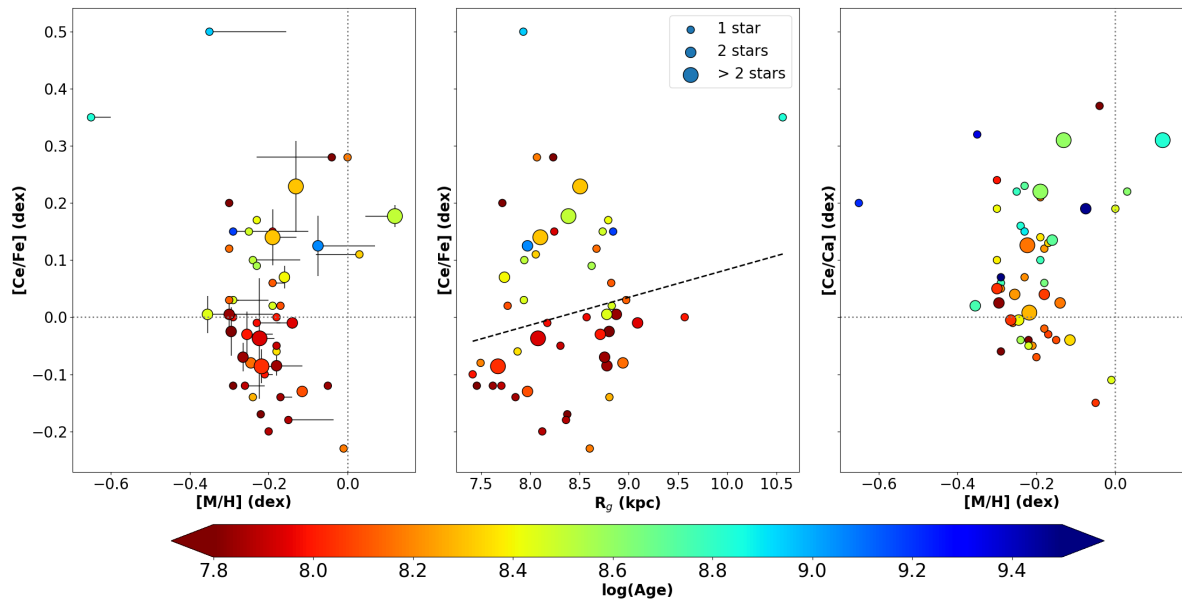


FIGURE 6.8: Panneau de gauche : $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ vs $[\text{M}/\text{H}]$ codés en couleur avec les âges de l’OC. Chaque valeur de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ et $[\text{M}/\text{H}]$ est la moyenne de tous les membres de l’OC. Les barres d’erreur verticales correspondent à la dispersion moyenne des abondances de cérium (dispersion d’étoile à étoile), tandis que les lignes horizontales relient les $[\text{M}/\text{H}]$ de *GSP-Spec* aux valeurs de référence. Panneau central : Abondances $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ par rapport au rayon guide, codées en couleur en fonction de l’âge. La ligne en pointillé illustre le gradient radial dérivé. Panneau de droite : rapport $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ par rapport à la métallicité, colorié avec l’âge.

Enfin, le panneau de droite montre le rapport $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ en fonction de la métallicité, colorié avec l’âge. Aucune tendance claire entre $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ et $[\text{M}/\text{H}]$ n’est visible en raison de la grande dispersion. Les OC les plus jeunes semblent présenter des valeurs $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ plus faibles, en contradiction avec ce qui a été trouvé dans [Sales-Silva et al. \[2022\]](#) par exemple. En conclusion, une étude plus approfondie des biais de nos jeunes amas ouverts pourrait être utile pour mieux comprendre le comportement que nous avons obtenu.

6.3 Comparaison avec les modèles d’évolution chimique

La comparaison entre les modèles d’évolution chimique et les observations permet de contraindre l’histoire de la formation stellaire (SFH), la nucléosynthèse stellaire et les échelles de temps pour la formation des galaxies. Les principaux ingrédients pour fabriquer des modèles d’évolution chimiques sont :

- Les conditions initiales : composition chimique du gaz primordial ainsi que la nature du système (fermé ou ouvert, infall ou outflow).

- Taux de formation des étoiles à partir du gaz et de leur spectre de masse (SFR pour Star Formation Rate) et dépend de la fonction initiale de masse (IMF)
- Les yields stellaires. Les éléments sont produits dans les étoiles et restitués dans le milieu interstellaire. Cependant, comme nous l’avons vu dans le Chapitre 2, toutes les étoiles ne forment pas les mêmes éléments.
- Les flux de gaz (infall, outflow, flux radial).

Il existe également différents types de modèles :

- La Galaxie est modélisée par un épisode d’accrétion qui dure toute la durée de vie de la galaxie, où le halo, le disque épais et le disque mince se forment successivement comme un processus continu. La limite évidente de cette approche est qu’elle ne nous permet pas de prédire le chevauchement observé de la métallicité entre les étoiles du halo et du disque épais et entre les étoiles du disque épais et du disque mince. Cependant, ce type de modèle donne une représentation fidèle de notre Galaxie [Matteucci and Francois, 1989].
- Approche parallèle : Dans ce modèle, les différentes composantes Galactiques se forment simultanément et à partir du même gaz, mais évoluent à des rythmes différents [Pardi et al., 1995]. Ce modèle prédit le chevauchement des étoiles appartenant aux différentes composantes mais implique que le disque épais s’est formé à partir du gaz rejeté par le halo et que le disque mince s’est formé à partir du gaz rejeté par le disque épais, ce qui est en contradiction avec la distribution du moment angulaire stellaire par unité de masse [Wyse and Gilmore, 1992], qui indique que le disque ne s’est pas formé à partir du gaz rejeté par le halo. Un exemple d’application de ce modèle pour les abondances de cérium se trouve dans Grisoni et al. [2017].
- Approche stochastique. Ici il est supposé est que dans les premières phases du halo ($[Fe/H] < -3.0$ dex), le mélange n’était pas efficace et, par conséquent, nous devrions observer, dans les étoiles du halo de faible métallicité, les effets de la pollution par des supernovæ [Tsujiimoto et al., 1999, Oey, 2000]. Ces modèles prédisent une grande dispersion pour $[Fe/H] < -3.0$ dex pour tous les éléments α , ce qui n’est pas observé, comme le montrent des données avec des métallicités allant jusqu’à -4.0 dex [Cayrel et al., 2004]. Cependant, des inhomogénéités pourraient expliquer la dispersion observée des éléments s et r à de faibles métallicités.
- Modèle "Two-infall" : Dans ce scénario, le halo et le disque se sont formés à partir de deux épisodes d’effondrement distincts (le chevauchement de la métallicité est également prévu) [Chiappini et al., 1997, Alibés et al., 2001]. Le premier épisode d’effondrement n’a pas duré plus de 1 à 2 milliards d’années alors que le second, où le disque mince s’est formé, a duré beaucoup plus longtemps, avec une échelle de temps pour la formation du voisinage Solaire de 6-8 milliards d’années [Chiappini et al., 1997, Boissier and Prantzos, 1999]. Spitoni et al. [2019] a mis à jour ce modèle afin de reproduire les données APOKASC (les abondances APOGEE combinées aux ages astérosismologies de Kepler, Pinsonneault et al. [2014]) avec un délai plus long entre les deux infalls, confirmé ensuite par Spitoni et al. [2020, 2021].

6.3.1 Modèle three-infall

Comme évoqué précédemment, les données spectroscopiques de la mission Gaia ont mis en avant une population jeune d'étoiles, motivant la possibilité d'un modèle d'évolution chimique incluant un troisième infall [Spitoni et al., 2023]. Ce dernier est notamment évoqué par les travaux la SFR de Ruiz-Lara et al. [2020].

Le taux de gaz qui s'effondre s'écrit donc :

$$I_i(t) = \chi_{1,i} A e^{-t/\tau_1} + \theta(t - t_{max}) \chi_{2,i} B e^{-(t-t_{max})/\tau_2} + \theta(t - t_{max2}) \chi_{3,i} C e^{-(t-t_{max2})/\tau_3} \quad (6.1)$$

où chaque membre de cette addition correspond à un infall de gaz. τ_1 , τ_2 et τ_3 sont les échelles de temps des trois différents infall de gaz. θ est la fonction d'Heaviside et $\chi_{1,i}$, $\chi_{2,i}$ et $\chi_{3,i}$ sont les abondances par unité de masse de l'élément chimique i dans le premier, second et troisième infall de gaz, respectivement. t_{max} et t_{max2} sont les temps Galactiques associés au taux d'influx maximal du second et troisième épisode d'accrétion, respectivement. A , B et C sont donnés dans les équations 2, 3 et 4 de Spitoni et al. [2023]. Ce modèle permet de reproduire cette jeune population d'étoiles détectée dans les abondances des éléments α de *GSP-Spec* mais aussi de reproduire les données APOGEE DR17. Nous allons présenter une application de ce modèle "three-infall" pour les abondances de Ce dans la section suivante.

6.3.2 Modèle d'évolution chimique du Ce

Dans cette section, nous montrons les prédictions de ce modèle à trois infall pour l'évolution chimique de Ce. Nous rappelons que Ce est formé par les processus s et r [Arlandini et al., 1999, Prantzos et al., 2020] :

- Comme discuté dans les sections 2.4.2 et 2.3, la majeure partie du Ce synthétisé via le processus s est créée dans des étoiles AGB de faible masse soit $M \sim 1.3-3 M_{\odot}$ (comme nous le verrons dans le Chapitre suivant). Les yields adoptés sont ceux de Cristallo et al. [2009, 2011].
- La contribution du processus s des étoiles massives en rotation a également été prise en compte dans ce modèle. Cette contribution a tout d'abord été mise en œuvre par Cescutti et al. [2013], Cescutti and Chiappini [2014], Cescutti et al. [2015] en considérant les prescriptions de nucléosynthèse de Frischknecht et al. [2012]. Ici les yields de Frischknecht et al. [2016] ont été inclus, comme indiqué dans le tableau 3 de Rizzuti et al. [2019]. Nous avons également testé les yields produits par des étoiles massives en rotation comme proposé par Limongi and Chieffi [2018].
- Les yields en Ce produits par le processus r ont été calculés en mettant à l'échelle les rendements en Eu selon les rapports d'abondance observés dans les étoiles riches en éléments r [Snedden et al., 2008]. Pour la nucléosynthèse de Eu, nous avons inclus la production de Eu à partir des fusions d'étoiles à neutrons (NSM). Suivant les prescriptions de Matteucci et al. [2014] et Cescutti et al. [2015], la valeur des yields des NSM est de $2.10^{-6} M_{\odot}$ et le délai dû à la coalescence des deux étoiles à neutrons est

égal à 1 Myr. Nous renvoyons le lecteur à la section 3.2.2 de [Grisoni et al. \[2020\]](#) pour plus de détails.

Dans la Fig. 6.9, nous comparons les prédictions de ce modèle pour le rapport d'abondance $[Ce/Fe]$ en fonction de $[M/H]$ dans le voisinage Solaire avec les étoiles de l'échantillon de haute qualité défini ci-dessus. Ici, nous ne considérons que les étoiles ayant un rayon directeur $R_g \in [8.1, 8.4]$ kpc, en accord avec les échantillons stellaires de [Spitoni et al. \[2023\]](#).

Tout d'abord, nous rappelons que [Grisoni et al. \[2020\]](#) ont suivi l'évolution des disques épais et minces Galactiques avec une approche parallèle [[Grisoni et al., 2017](#)] au moyen de deux épisodes d'infall distincts évoluant séparément (c'est-à-dire deux traces d'évolution chimique distinctes dans le $[Ce/Fe]$ par rapport à $[Fe/H]$). Les prédictions de notre modèle sont en accord avec les résultats rapportés dans la Fig. 2 de [Grisoni et al. \[2020\]](#) pour la séquence high- α , bien que moins d'étoiles riches en Ce soient prédites par rapport aux observations de *GSP-Spec* (voir discussion ci-dessous). D'autre part, pour les étoiles de la séquence low- α , la dilution chimique due aux épisodes d'accrétion de gaz (qui créent deux boucles dans le plan du rapport $[Ce/Fe]$ en fonction du rapport $[M/H]$) n'est pas présente dans la prédiction de [Grisoni et al. \[2020\]](#).

L'événement de dilution le DR3 plus récent, qui a commencé il y a $\sim 2,7$ Gyr, a pour principal effet d'appauvrir la métallicité des populations stellaires les plus jeunes [[Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al., 2022](#)] et nous permet également de bien prédire la population jeune à des valeurs sub-Solaires de $[Ce/Fe]$ et $[M/H]$ comme nous le voyons sur la Fig. 6.9.

De plus, nous avons testé les effets sur le modèle de différentes valeurs pour les échelles de temps de l'accrétion de gaz dans la séquence high- α en supposant : 0.1 Gyr (comme dans [Spitoni et al. \[2023\]](#)) et 0.8 Gyr. Nous notons qu'une échelle de temps plus longue permet de mieux reproduire les données en prédisant des valeurs de $[Ce/Fe]$ plus élevées, comme observé. Différentes prescriptions de nucléosynthèse afin d'améliorer encore l'accord entre le modèle à trois infall et les $[Ce/Fe]$ observés - en particulier certaines étoiles avec des valeurs de $[Ce/Fe]$ plus élevées - seront examinées dans un travail futur. Mais nous pouvons déjà conclure que le modèle d'évolution chimique à trois infall reproduit bien les abondances de $[Ce/Fe]$ observées si l'on considère une échelle de temps plus longue pour la dernière accrétion de gaz.

Enfin, nous soulignons que nos résultats sont également en accord avec les prédictions du modèle de [Prantzos et al. \[2018\]](#) où les yields des étoiles massives de [Limongi and Chieffi \[2018\]](#) pondérés par une fonction dépendant de la métallicité des vitesses de rotation ont été considérés. Dans la Fig. 6.9, nous montrons également les résultats pour un "cas extrême". Nous avons supposé le même paramètre que dans [Spitoni et al. \[2023\]](#), mais en considérant la contribution des étoiles massives en rotation de [Limongi and Chieffi \[2018\]](#) où toutes les étoiles tournent avec la vitesse de rotation initiale de 300 km/s. Nous sommes conscients que ce choix pour toutes les étoiles formées à toutes les métallicités n'est pas physiquement motivé. Cependant, dans la figure 6.9, il est possible de remarquer qu'une plus grande contribution des étoiles à plus haute vitesse pourrait améliorer l'accord avec les données présenté dans ce travail. Néanmoins, comme le montrent [Rizzuti et al. \[2019\]](#), cette prescription de nucléosynthèse "extrême" a tendance à prédire des rapports d'abondances $[Ba/Fe]$ et $[Sr/Fe]$ trop élevés.

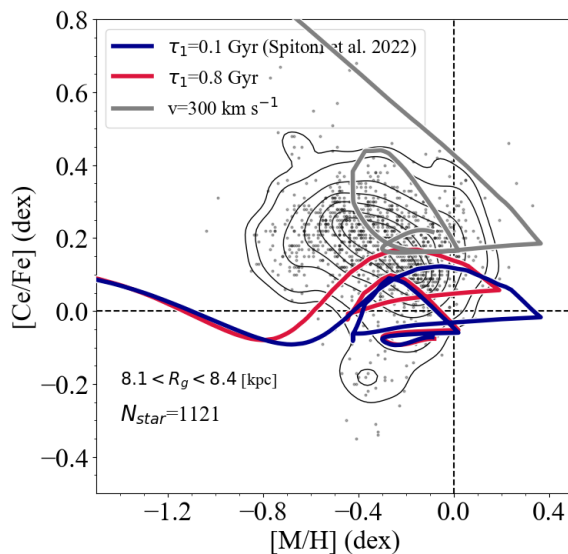


FIGURE 6.9: Prédications du modèle "three-infall" pour l'évolution chimique de Ce dans le plan $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{M}/\text{H}]$ (*high-quality sample*). Le trait bleu représente le modèle supposant les mêmes paramètres que ceux de Spitoni et al. [2023]. Dans ce cas, l'échelle de temps de l'accrétion de gaz pour la séquence high- α est $\tau_1 = 0.1$ Gyr. Le trait rouge montre le cas avec $\tau_1 = 0.8$ Gyr. Le trait gris représente le modèle où les yields de Limongi and Chieffi [2018] pour les étoiles massives en rotation en supposant que toutes les étoiles tournent avec la vitesse initiale de 300 km/s ont été considérés. Les étoiles *GSP-Spec* avec des rayons guide R_g entre 8.1 et 8.4 kpc, sont indiquées par des points gris. Les contours entourent des fractions de 0.95, 0.90, 0.75, 0.60, 0.45, 0.30, 0.20 et 0.05 du nombre total d'étoiles observées sont indiqués.

6.4 Le cérium dans le halo Galactique

Comme nous l'avons déjà mentionné dans la Sect. 6.1, certaines étoiles *GSP-Spec* avec des abondances de cérium appartiennent au halo Galactique. Nous explorons ici les propriétés de certaines d'entre elles.

6.4.1 Le cérium dans les étoiles accrétées

Les orbites et cinématiques stellaires de Gaia ont dévoilé une proportion importante de débris de fusion dans le halo [Helmi et al., 2018], maintenant mélangés avec des objets formés in-situ. Comme déjà mentionné ci-dessus, une petite fraction des étoiles du *low-uncertainty Ce sample* présente des caractéristiques chimico-cinématiques et dynamiques caractéristiques d'étoiles du halo. Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. [2022] ont exploré les diagnostics chimiques d'accrétion dans la Gaia DR3, en analysant la métallicité et les abondances $[\alpha/\text{Fe}]$ des étoiles de plusieurs surdensités dans le diagramme (E- L_Z), comme nous pouvons le voir sur la Fig.6.10. Pour compléter cette première étude, le présent travail explore le contenu en cérium de ces systèmes externes.

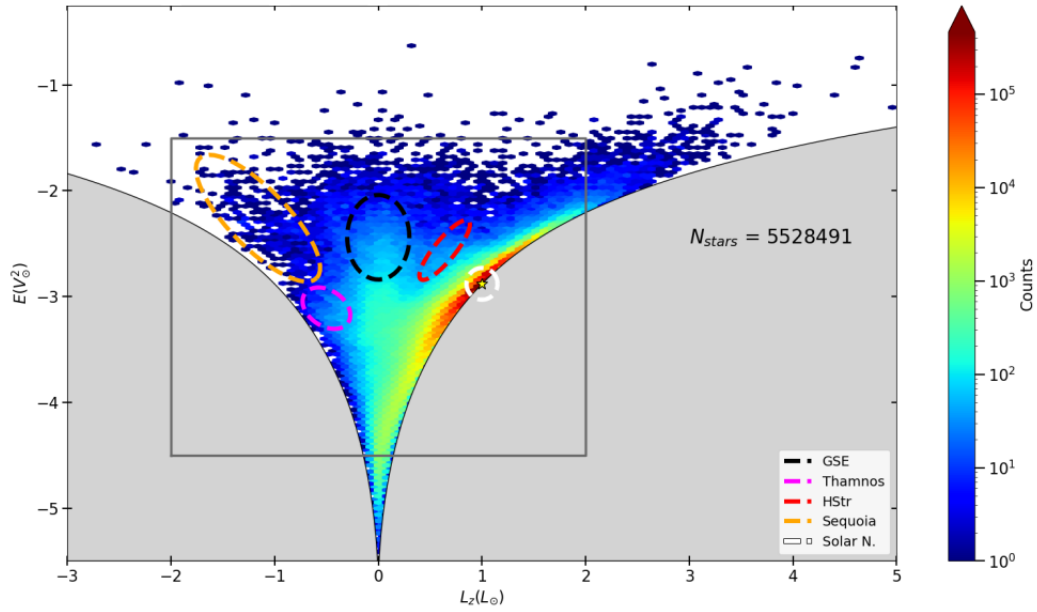


FIGURE 6.10: Map de densité dans le plan ($E - L_Z$) à partir des étoiles *GSP-Spec*. Source : [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#)

Afin de rechercher des étoiles accrétées avec des abondances de cérium dérivées et d'augmenter les statistiques, nous adoptons dans cette section l'échantillon complet et avons rejeté toutes les étoiles ayant le flag *KMgiantPar* égal à l'unité et un *gof* > -3.80 pour éviter tout problème de paramétrisation.

Ensuite, après un croisement avec l'échantillon d'étoiles dans les surdensités dynamiques du halo présenté dans [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#), nous avons trouvé un total de 17 étoiles candidates avec des abondances de Ce *GSP-Spec*, parmi lesquelles deux, six et neuf au sein de Thamnos [[Helmi, 2020](#), [Koppelman et al., 2019](#)], la Helmi Stream [[Helmi et al., 1999](#)] et la sous-structure Gaia-Enceladus-Sausage (GES) [[Belokurov et al., 2018](#), [Helmi et al., 2018](#), [Myeong et al., 2018](#), [Feillet et al., 2020, 2021](#)], respectivement. Une seule d'entre elles se trouve dans le *low-uncertainty Ce sample* (Gaia DR3 1294315577499064576 appartenant à Thamnos), les autres ayant des incertitudes $[Ce/Fe]$ plus grandes, comme attendu pour ces objets plus faibles. Nous avons également vérifié qu'aucune de ces étoiles candidates n'est affectée par les biais observationnels discutés ci-dessus qui pourraient favoriser la détection d'étoiles enrichies en Ce.

Parmi ces 17 candidates, deux étoiles du courant Helmi ont déjà des abondances chimiques publiées dans la littérature, et leur nature accrétée a déjà été rapportée. [Sheffield et al. \[2012\]](#) fournissent pour Gaia DR3 816615227344979328 des paramètres atmosphériques très similaires à ceux de *GSP-Spec* avec des différences de T_{eff} , $\log(g)$ et $[M/H]$ de 16K, 0.08 et 0.17 dex, respectivement. Ils ont confirmé sa nature accrétée grâce aux vitesses radiales combinées à des diagnostics chimiques (cette étoile a un rapport d'abondance $[Ti/Fe]$ plus faible que les étoiles à disque). Nous avons également un excellent accord pour les paramètres atmosphériques de Gaia DR3 1275876252107941888 : les plus grands différences de T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$ étant (100 K, 0,3, 0,10 dex), respectivement, par rapport à [Ishigaki et al.](#)

[2013], [Burris et al. \[2000\]](#), [Mishenina and Kovtyukh \[2001\]](#). Notre abondance de cérium ($[\text{Ce}/\text{Fe}] = 0.27 \pm 0.15$ dex) est également entièrement compatible (dans les barres d'erreur) avec celle de [Mishenina and Kovtyukh \[2001\]](#) ($[\text{Ce}/\text{Fe}] = 0.16$ dex) et avec d'autres études déjà publiées comme le baryum et le lanthane rapportés dans [Burris et al. \[2000\]](#) ($[\text{Ba}/\text{Fe}] = 0.08$, $[\text{La}/\text{Fe}] = 0.15$ dex) et [Ishigaki et al. \[2013\]](#) ($[\text{La}/\text{Fe}] = 0.25$). De plus, [Gull et al. \[2021\]](#) ont récemment identifié cette étoile comme appartenant au Helmi Stream et l'ont classée comme étant modérément enrichie en éléments r .

Pour confirmer chimiquement la nature accrétée des 15 autres étoiles de notre échantillon, nous utilisons les abondances de $[\text{Ca}/\text{Fe}]$, comme déjà réalisé dans [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#). La Fig. 6.11 présente les 17 étoiles candidates dans le plan ($[\text{Ca}/\text{Fe}] - [\text{M}/\text{H}]$), codées en couleur avec les abondances $[\text{Ce}/\text{Fe}]$. A titre de comparaison, le graphique de la densité d'arrière-plan illustre une sélection d'abondances de calcium de haute qualité dans le cylindre Solaire, telles que définies dans la section 7 de [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#). Ces étoiles de comparaison ont des incertitudes typiques de $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ inférieures à 0.05 dex. Grâce à cette figure, nous pouvons voir que onze des étoiles candidates sont pauvres en métaux ($[\text{M}/\text{H}] < -0.9$ dex) et ont de faibles valeurs de $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ ($[\text{Ca}/\text{Fe}] < 0.3$ dex) par rapport aux valeurs typiques du halo, comme prévu pour les étoiles formées dans des systèmes satellites. Les limites supérieures $[\text{M}/\text{H}]$ et $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ de notre sélection sont définies par l'étoile Helmi Stream Gaia DR3 816615227344979328, qui a une nature accrétée confirmée par la littérature.

La Tab. 6.3 présente les paramètres atmosphériques, les abondances de $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ et de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ des onze étoiles accrétées sélectionnées. Grâce à cet échantillon d'étoiles accrétées, nous calculons la moyenne et l'écart-type de $[\text{M}/\text{H}]$, $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ et $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ pour chaque système (voir Tab. 6.3). Pour l'échantillon actuel (bien que basé sur une faible statistique) et dans les barres d'erreur, les trois systèmes accrétés ont une métallicité moyenne assez similaire et des valeurs moyennes de $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ extrêmement proches. De plus, Thamnos et GSE semblent avoir des valeurs de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ assez similaires, et donc des valeurs proches pour leur rapports $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ (autour de ~ 0.3 dex), ce qui pourrait suggérer une histoire d'évolution chimique assez similaire.

Au contraire, la Helmi Stream semble être moins enrichi en cérium et son rapport $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ est beaucoup plus faible (~ 0.07 dex) que pour les deux autres systèmes. Il y a très peu d'études antérieures sur les abondances des éléments s dans ces systèmes accrétés. D'une part, [Aguado et al. \[2021\]](#) rapportent une abondance moyenne de baryum pour GSE inférieure à notre rapport $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ d'environ 0.7 dex. D'autre part, [Matsuno et al. \[2021\]](#) ont trouvé certaines étoiles de GSE enrichies en Ba et en La, en accord avec nos abondances en cérium (avec des abondances variant de -0.2 à 1.1 dex et des moyennes de $[\text{Ba}/\text{Fe}]$ et $[\text{La}/\text{Fe}]$ proches de 0.4 et 0.2 dex). Enfin, [Recio-Blanco et al. \[2021\]](#) ont analysé les abondances de Y et Eu dans les galaxies satellites de la Voie Lactée, les étoiles du halo et les amas globulaires. Ces auteurs montrent que les abondances d'un autre élément s $[\text{Y}/\text{Fe}]$ dans les satellites de faible masse pourraient être légèrement inférieures à celles des satellites de masse plus élevée dans le régime de métallicité intermédiaire. En supposant un comportement similaire pour Ce, nos abondances $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ plus faibles pour les étoiles du Helmi Stream pourraient suggérer une masse plus faible du système parent de cette sous-structure par rapport aux deux autres. Il est intéressant de souligner qu'en effet, [Koppelman et al. \[2019\]](#) fournissent

une estimation de la masse du progéniteur du Helmi Stream d'environ $10^8 M_{\odot}$, alors que l'estimation de la masse de GES à partir des simulations serait six fois plus importante [Helmi, 2020].

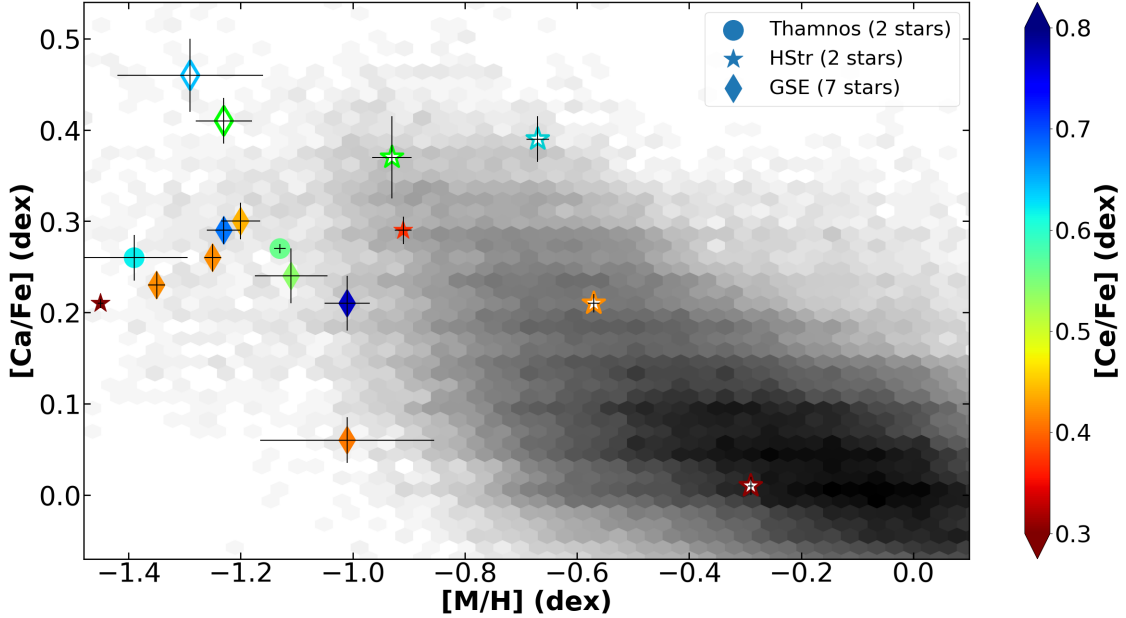


FIGURE 6.11: $[Ca/Fe]$ en fonction de $[M/H]$ colorié avec les abondances de $[Ce/Fe]$ pour les étoiles accrétées candidates identifiées. Les cercles, les étoiles et les diamants représentent les étoiles appartenant à Thamnos, Helmi Stream et GSE, respectivement. Les symboles remplis se réfèrent aux étoiles sélectionnées comme de bons candidats membres en raison de leur faible $[Ca/Fe]$ tandis que les symboles vides sont les étoiles candidates rejetées. Le graphique de densité en arrière-plan représente les étoiles du voisinage Solaire (voir le texte pour plus de détails).

6.4.2 L'amas globulaire M4

Nous avons également recherché les abondances de cérium dans les étoiles appartenant aux amas globulaires Galactiques (GC). Nous avons suivi la même procédure que dans [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#). Tout d'abord, nous avons croisé le catalogue de [Harris \[1996\]](#) avec les données *GSP-Spec* (échantillon complet) en utilisant une séparation maximale dans le ciel de 0.5 degrés. Ensuite, nous avons rejeté tous les membres potentiels d'amas globulaires ayant une vitesse radiale s'écartant de plus de 20 km/s par rapport à la valeur médiane de chaque GC.

Par cette méthode, nous avons identifié deux étoiles appartenant à M4 (NGC 6121) (Gaia DR3 6045464990827780608 et 6045463719528135808) et nous en avons ajouté deux autres (6045464166204745344 et 6045490623204749824) trouvées dans [Yong et al. \[2008\]](#), qui ont également étudié les deux premières étoiles. Pour ces quatre étoiles, nous avons vérifié que leurs mouvements propres, qui sont bien en accord avec ceux de M4 et nous avons trouvé une métallicité moyenne de -1.20 dex. Cette métallicité moyenne est entièrement

compatible avec les travaux de [Carretta et al. \[2009\]](#) et [Yong et al. \[2008\]](#) avec des différences de métallicité inférieures à 0.10 dex. Les valeurs *GSP-Spec* de T_{eff} et $\log(g)$ pour ces quatre étoiles sont également entièrement compatibles avec celles de [Yong et al. \[2008\]](#).

Les valeurs moyennes et l'écart-type des différences entre les valeurs de *GSP-Spec* et de [Yong et al. \[2008\]](#) est de 1 ± 45 K et de -0.08 ± 0.08 , respectivement. Les abondances [Ce/Fe] de *GSP-Spec* sont également en accord avec celles de [Yong et al. \[2008\]](#) avec une différence moyenne de -0.05 dex, dans le sens (*GSP-Spec* - [Yong et al. \[2008\]](#)), et un écart-type de 0,11 dex.

Nous avons alors trouvé un rapport d'abondance [Ce/Fe] moyen pour M4 égal à 0.46 ± 0.07 dex. Cette valeur est en accord avec celle trouvée par [Yong et al. \[2008\]](#) pour leurs onze membres ([Ce/Fe] = 0.50 ± 0.10 dex). Nous notons que [Yong et al. \[2008\]](#) ont également trouvé une sur-abondance des éléments du processus *s* (Ce, Ba, Pb) dans M 4 par rapport à M 5, un amas globulaire dont les abondances en éléments *s* et *r* sont similaires à celles des étoiles du champ du halo. Ceci pourrait révéler que les sources contribuant au processus *s* diffèrent entre ces deux amas globulaires et pourrait suggérer que M 4 pourrait avoir eu une origine chimique et une évolution différentes en comparaison avec M 5 et d'autres étoiles du halo. Nous notons que la métallicité moyenne de M 4 et l'abondance [Ce/Fe] sont relativement similaires à celles de Gaia-Sausage-Enceladus. La valeur moyenne de [Ca/Fe] est également similaire (0.28 dex). Enfin, notre [Ce/Fe] est également pleinement compatible (dans les barres d'erreur) avec d'autres abondances d'éléments du processus *s* rapportées par [Brown and Wallerstein \[1992\]](#) à partir de l'analyse de trois étoiles ([Ba/Fe] = 0.57 dex et [La/Fe] = 0.43 dex). En résumé, notre travail confirme donc l'enrichissement de M 4 en éléments du processus *s* par rapport au fer.

6.5 Bilan

L'objectif de ce chapitre était d'explorer la teneur en cérium du disque de la Voie Lactée, en utilisant les données chimiques dérivées par le module *GSP-Spec*. Nous avons d'abord validé les abondances LTE de cérium *GSP-Spec* avec les données GALAH DR3, APOGEE DR17 et [Forsberg et al. \[2019\]](#) dans la Sect. 5.3. Nous avons trouvé un bon accord global même si GALAH et APOGEE ne semblent pas être à la même échelle que *GSP-Spec* et F19. Nous avons ensuite sélectionné des échantillons d'abondances de Ce de bonne qualité en utilisant différentes combinaisons de *flags_gspspec*.

Les propriétés Galactiques générales des étoiles sélectionnées ont été présentées et discutées. Nous avons constaté que la majorité de ces étoiles sont situées à moins de 1 kpc du Soleil et que l'échantillon est composé uniquement d'étoiles géantes. Elles appartiennent principalement au disque car plus de 95% d'entre elles ont une vitesse totale dans le diagramme de Toomre et un Z_{max} inférieur à 800 pc. Néanmoins, notre échantillon contient également des étoiles pauvres en métaux et riches en cérium appartenant au halo, comme nous pouvons conclure à partir de leur vitesse, excentricité, abondance de calcium et de leur distribution spatiale. Nous avons également trouvé une jeune population d'étoiles pauvres en cérium, comme cela a déjà été mentionné dans [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#).

Nous avons ensuite étudié l'évolution chimique du cérium dans le disque Galactique. Pour ce faire, nous avons sélectionné un échantillon d'étoiles de haute qualité dans la gamme de paramètres défini par la sensibilité de la raie de Ce en excluant les étoiles AGB froides éventuellement polluées par la production interne d'éléments *s*. Sur la base de ces différents échantillons, nos principaux résultats sont les suivants :

- Les gradients radiaux et verticaux de $[Ce/Fe]$ et $[Ce/H]$ dans le disque ont été estimés. Nous avons trouvé un gradient radial plat de $[Ce/Fe]$ adoptant à la fois le rayon galactocentrique et le rayon directeur, en accord avec les résultats précédents. Le gradient radial de $[Ce/H]$ est fortement négatif, en accord avec le gradient radial de métallicité.
- Nous avons également trouvé un fort gradient vertical positif pour $[Ce/Fe]$ et un gradient vertical négatif dans $[Ce/H]$. De plus, nous avons trouvé une légère augmentation de $[Ce/Ca]$ en fonction de $[Ca/H]$ jusqu'à $[Ca/H] < -0.1$ dex, montrant la contribution ultérieure des étoiles AGB dans l'évolution chimique de la Galaxie par rapport à la SN II, qui sont les principaux producteurs de processus *s* et d'éléments α , respectivement.
- Les abondances de Ce peuvent être bien reproduites par un nouveau modèle d'évolution chimique Galactique à trois infalls comme proposé par [Spitoni et al. \[2023\]](#). Dans ce modèle, une échelle de temps pour la dernière accrétion de gaz d'environ 0.8 Gyr est privilégiée.
- 82 étoiles ayant des abondances de Ce appartenant à 53 amas ouverts différents ont été identifiées. Les métallicités moyennes dérivées des OC *GSP-Spec* estimées à partir des étoiles avec des abondances de Ce sont en excellent accord avec celles de la littérature. Les relations entre les $[Ce/Fe]$ moyens, les métallicités et les âges de l'OC ont été discutés. Le gradient radial dérivé des OC en $[Ce/Fe]$ est compatible avec celui dérivé des étoiles de champ (dans les barres d'erreur). Une grande proportion de nos amas ouverts sont très jeunes (< 1 Gyr) et montrent une grande dispersion dans les abondances de cérium.

Nous avons ensuite exploré le contenu en Ce du halo Galactique :

- Le rapport d'abondance moyen $[Ce/Fe]$ dans l'amas globulaire M 4 a été estimé grâce à l'identification de quatre de ses membres. Cet amas est enrichi en Ce par rapport au fer.
- Les abondances de cérium dans trois sous-structures accrétées du halo Galactique (Helmi Stream, Thamnos et GSE) ont ensuite été discutées. Deux des étoiles de *GSP-Spec* trouvées dans la Helmi Stream avec une abondance de Ce étaient déjà connues dans la littérature. Leurs paramètres atmosphériques ainsi que leur abondance en cérium sont entièrement compatibles avec ceux dérivés par *GSP-Spec*. Notre échantillon permet d'estimer le contenu moyen en $[Ce/Fe]$ dans ces systèmes accrétés. Nous avons trouvé que le courant Helmi pourrait être légèrement sous-abondant en cérium, comparé aux deux autres systèmes.

Tous ces résultats confirment l'excellente qualité des données Gaia et de la paramétrisation physico-chimique de *GSP-Spec* pour un élément chimique bien particulier et dont l'analyse n'était pas prévue par les travaux préparatoires à la mission Gaia.

Dans le prochain chapitre, nous allons étendre cette analyse aux étoiles AGB de *GSP-Spec* (mentionnées dans ce Chapitre) en examinant leur production en éléments *s* comme le Ce et le Nd.

TABLE 6.1: Moyenne de $[Fe/H]$, $[Ce/Fe]$, $[Ca/Fe]$ pour nos 52 amas ouverts. Le nombre d'étoiles à partir duquel nous avons calculé ces moyennes est indiqué dans la première colonne.

Cluster Name	Stars	$[Fe/H]$	$[Ce/Fe]$	$[Ca/Fe]$
Alessi Teutsch 8	1	-0.170	-0.110	-0.140
Stock 2	8	-0.131	-0.081	0.229
UBC 394	1	-0.290	-0.050	0.000
NGC 2632	3	0.120	-0.133	0.177
Alessi 44	1	-0.170	-0.110	0.020
Roslund 7	1	-0.200	-0.130	-0.200
COIN-Gaia 30	1	-0.300	-0.070	0.120
Trumpler 2	2	-0.265	-0.065	-0.070
UPK 431	1	-0.190	-0.080	0.020
NGC 2281	1	-0.250	-0.070	0.150
IC 2488	1	-0.230	-0.080	-0.010
NGC 5316	1	-0.210	-0.050	-0.100
NGC 2168	2	-0.140	-0.035	-0.010
ASCC 111	1	0.000	0.090	0.280
ASCC 11	1	-0.300	-0.070	0.030
NGC 2682	1	-0.290	0.080	0.150
NGC 5749	1	-0.290	-0.060	-0.120
NGC 2477	1	-0.360	0.060	0.070
NGC 7082	1	-0.220	-0.130	-0.170
NGC 2506	1	-0.650	0.150	0.350
NGC 6633	1	-0.240	-0.060	0.100
UPK 167	1	-0.150	-0.140	-0.180
NGC 2669	1	-0.180	-0.030	-0.050
ASCC 23	1	-0.190	-0.080	0.060
UPK 53	1	-0.180	-0.120	-0.060
Alessi Teutsch 11	1	-0.190	-0.060	0.150
UBC 4	1	-0.230	-0.060	0.170
NGC 1750	2	-0.245	-0.075	-0.080
NGC 1545	2	-0.300	-0.045	0.005

TABLE 6.2: Suite de la Tab. 6.1

Cluster Name	Stars	[Fe/H]	[Ce/Fe]	[Ca/Fe]
ASCC 71	1	-0.260	-0.110	-0.120
NGC 6475	2	-0.115	-0.090	-0.130
COIN-Gaia 26	1	-0.180	-0.120	0.000
NGC 6124	5	-0.218	-0.094	-0.086
NGC 2447	2	-0.355	-0.015	0.005
NGC 2287	2	-0.255	-0.070	-0.030
NGC 3532	3	-0.190	-0.080	0.140
Stock 1	1	0.030	-0.110	0.110
Collinder 350	1	-0.290	-0.030	0.030
NGC 5662	1	-0.320	-0.060	0.000
NGC 3114	3	-0.223	-0.163	-0.037
UPK 7	1	-0.220	-0.030	-0.080
NGC 6819	1	-0.350	0.180	0.500
Ruprecht 147	2	-0.075	-0.065	0.125
NGC 6281	2	-0.160	-0.065	0.070
NGC 1662	1	-0.230	-0.060	0.090
Platais 8	1	-0.040	-0.090	0.280
UBC 183	2	-0.295	-0.050	-0.025
Gulliver 21	1	-0.010	-0.120	-0.230
IC 4725	1	-0.050	0.030	-0.120
NGC 7789	2	-0.435	0.105	0.230
Collinder 258	1	-0.300	-0.040	0.200
NGC 1647	1	-0.240	-0.100	-0.140
Collinder 463	2	-0.180	-0.125	-0.085

TABLE 6.3: S/N , T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$, $[Ca/Fe]$, $[Ce/Fe]$ (et leurs incertitudes associées) pour les 11 étoiles accrétées. Pour les trois systèmes accrétés, nous indiquons la moyenne et l'écart-type de leurs abondances chimiques.

<i>Gaia</i> DR3 Id	S/N	T_{eff} (K)	$\log(g)$	$[M/H]$ (dex)	$[Ca/Fe]$ (dex)	$[Ce/Fe]$ (dex)
Thamnos				-1.26 ± 0.13	0.26 ± 0.01	0.59 ± 0.03
1294315577499064576	657	4309	1.09	-1.13 ± 0.01	0.27 ± 0.01	0.56 ± 0.08
6423592399737133184	102	4180	0.53	-1.39 ± 0.09	0.26 ± 0.02	0.62 ± 0.22
Helmi Stream				-1.18 ± 0.27	0.25 ± 0.04	0.32 ± 0.05
816615227344979328	174	3916	0.68	-0.91 ± 0.02	0.29 ± 0.02	0.37 ± 0.17
1275876252107941888	410	4391	0.70	-1.45 ± 0.01	0.21 ± 0.01	0.27 ± 0.15
<i>Gaia</i>-Sausage-Enceladus				-1.16 ± 0.12	0.28 ± 0.08	0.53 ± 0.13
4454379718774068736	221	4432	0.68	-1.35 ± 0.01	0.23 ± 0.02	0.42 ± 0.18
4231500087527853696	214	4314	0.80	-1.25 ± 0.01	0.26 ± 0.01	0.42 ± 0.14
810961091879119616	93	4319	0.94	-1.01 ± 0.04	0.21 ± 0.03	0.77 ± 0.21
2744053785077163264	197	4141	0.76	-1.01 ± 0.15	0.06 ± 0.02	0.41 ± 0.19
3232875420468258432	97	4250	1.50	-1.11 ± 0.07	0.24 ± 0.03	0.54 ± 0.17
921352299825726208	89	4126	0.66	-1.20 ± 0.04	0.30 ± 0.02	0.44 ± 0.21
614044052605639936	195	4263	0.79	-1.23 ± 0.03	0.29 ± 0.02	0.68 ± 0.19

PRODUCTION D'ÉLÉMENTS s DANS LES ÉTOILES AGB

7.1	L'échantillon <i>GSP-Spec</i> d'étoiles AGB avec des abondances d'éléments s	187
7.2	Propriétés globales du <i>s-process AGB sample</i>	189
7.2.1	Types stellaires et nature riche en oxygène	189
7.2.2	Propriétés cinématiques et dynamiques	190
7.2.3	Propriétés chimiques	191
7.2.4	Abondances de Nd dans le Halo Galactique	192
7.3	Contraintes liées aux yields de l'AGB et modèles d'évolution	196
7.3.1	Modèles d'évolution d'AGB	197
7.3.2	Abondances de Ce comme indicateur du contenu en éléments s	198
7.3.3	Prédiction des modèles d'AGB pour l'enrichissement en éléments du processus s	199
7.3.4	Comparaison des abondances de Ce observées et prédites	200
7.4	Bilan	202

Comme nous l'avons évoqué dans les chapitres précédents, notamment la Sect. 2.3, le troisième relevé de la mission spatiale Gaia contient des données spectroscopiques parmi lesquelles des abondances de cérium et de néodyme. Ces espèces chimiques sont des éléments produits par capture lente de neutrons. Également évoqué dans les Sections 2.3 et 2.5.1, les étoiles AGB sont parmi les principales productrices de ces éléments lourds. Nous allons donc étudier dans ce Chapitre les abondances de Ce et Nd dans les AGB paramétrées par le module *GSP-Spec*. Nous définirons des échantillons de Ce et de Nd, qui se basent sur

les échantillons définis dans les sections 5.3 et 5.4 et donnerons quelques informations sur les AGB *GSP-Spec* dans la Sect. 7.1

Nous explorerons les propriétés générales de ces échantillons dans la Sect. 7.2 avant de discuter dans la Sect. 7.3 du contenu observé en Ce et Nd dans les AGBs en le comparant aux prédictions d'éléments *s* par des modèles d'AGBs.

A noter que ce travail a été accepté en septembre 2023 au journal *Astronomy & Astrophysics* : "Production of *s* -process elements in AGB stars as revealed by Gaia/*GSP-Spec* abundances", G.Contursi, P. De Laverny, A. Recio-Blanco, P.A. Palicio, C. Abia" La version acceptée de ce papier se trouve dans l'Appendix B.

7.1 L'échantillon *GSP-Spec* d'étoiles AGB avec des abondances d'éléments s

Nous rappelons que, parmi les ~ 5.6 millions d'étoiles paramétrées par le module *GSP-Spec*, 103 948 étoiles ont une abondance de Ce et 55 722 ont une abondance de Nd, quelque soit leur type stellaire. Ce premier échantillon de 55 722 abondances de Nd est appelé ci-après l'échantillon complet de Nd. Ces nombres incluent des abondances dérivées dans des étoiles AGB mais aussi d'étoiles moins évoluées, comme nous l'avons vu au chapitre précédent. L'objectif de cette section est de présenter le meilleur échantillon de travail de ces abondances d'éléments du processus s pour les étoiles AGB les mieux paramétrées.

Nous rappelons tout d'abord que le module *GSP-Spec* fournit des flags de qualité (Sect. 5.2.1). Sans considérer aucune restriction sur ces *flags_gspspec* nous avons trouvé 174 104 étoiles avec $T_{\text{eff}} \leq 4000$ K et $\log(g) \leq 2.0$. A noter que toutes les valeurs de $\log(g)$ et $[M/H]$ évoquées dans ce chapitre sont calibrées (Sect. 5.2). Ces sélections de paramètres atmosphériques ont été adoptés afin de garantir la nature AGB des étoiles, nature qui a été confirmée par leur magnitude absolue en bande K (voir ci-dessous). Ensuite, nous n'avons considéré que les étoiles les mieux paramétrées en (i) mettant tous les 13 premiers *flags_gspspec* à zéro sauf le flag *extrapol* qui est fixé à ≥ 1 et (ii) en ne sélectionnant que les étoiles ayant un $S/N > 100$ ou un $\text{gof} < -3.5$ (nous rappelons que ces deux derniers critères sont liés à la détection du Ce et du Nd dans les spectres analysés). L'échantillon restant de 128 335 étoiles géantes froides est appelé *best-parameterised AGB*, ci-après.

Le panneau supérieur de la Fig. 7.1 montre le diagramme de Kiel de ces étoiles AGB avec un code couleur correspondant à leur métallicité moyenne. Nous remarquons que les étoiles les plus pauvres en métaux ont des gravités plus faibles. Nous observons également un définit d'étoiles autour de $T_{\text{eff}} \sim 3730$ K. Ces biais résultent de la difficulté à paramétrer les étoiles AGB plus riches en métaux et/ou plus froides ayant des spectres complexes encombrés de raies moléculaires. Ceci a été exploré avec le flag *KMgiantPar* (nous rappelons que les étoiles avec une valeur non nulle de ce drapeau ont des valeurs définies de T_{eff} et $\log(g)$). Afin de rejeter ces cas complexes, nous rappelons que nous avons adopté comme critère de sélection *KMgiantPar* = 0.

Afin de confirmer la nature de ces étoiles *best-parameterised AGB*, nous avons ensuite estimé leur magnitude absolue de bande K (M_K). Pour cela, nous avons adopté leur photométrie apparente en bande K de 2MASS [Skrutskie et al. \[2006\]](#) et les distances photométriques de [Bailer-Jones et al. \[2021\]](#). Nous avons ensuite calculé la magnitude K absolue pour 120 032 étoiles (93,5% de l'ensemble de l'échantillon) ayant un Renormalized Unit Weight Error (RUWE) inférieur à 1.4 et un facteur de fidélité astrométrique pour leur solution astrométrique (*fidelity_v2*) supérieur à 0.5 [Rybizki et al. \[2022\]](#), garantissant une bonne solution astrométrique Gaia. Nous notons que, en suivant cette procédure, nous négligeons l'extinction interstellaire et donc, nous dérivons une limite inférieure de M_K (les étoiles sont vraisemblablement plus brillantes que notre estimation). Nous avons trouvé qu'environ 89% de nos étoiles sont plus brillantes que $M_K < -4$. Ceci confirme bien leur nature AGB comme proposé par [Abia et al. \[2022\]](#), qui ont montré dans leurs diagrammes Gaia-2MASS que les étoiles AGB sont typiquement plus brillantes que $M_K \sim -4$ à -5 mag

(en tenant compte de l'absorption du milieu interstellaire et en fonction de leurs couleurs intrinsèques Gaia et 2MASS). Cependant, nous ne pouvons pas complètement exclure que notre échantillon puisse être pollué par des étoiles S, CH ou R extrinsèques, qui auraient des magnitudes M_K similaires [Abia et al. \[2022\]](#).

Le panneau inférieur de la Fig. 7.1 montre le diagramme de Kiel de ce *best-parameterised* AGB, colorées avec leur magnitude absolue K. Nous pouvons voir que les étoiles les plus froides ont des gravités plus basses et des M_K plus grands, ce qui confirme indépendamment de l'analyse *GSP-Spec* leur nature AGB. Nous pouvons voir que les étoiles plus froides ont des gravités plus basses et des M_K plus grands, ce qui est en accord avec leur nature AGB. Enfin, nous notons que 97% de l'échantillon de travail des étoiles AGB avec des abondances de Ce et de Nd (*s-process AGB sample* défini ci-dessous) a $M_K < -4$ mag (les 3% restants ayant $M_K < -3.2$ mag).

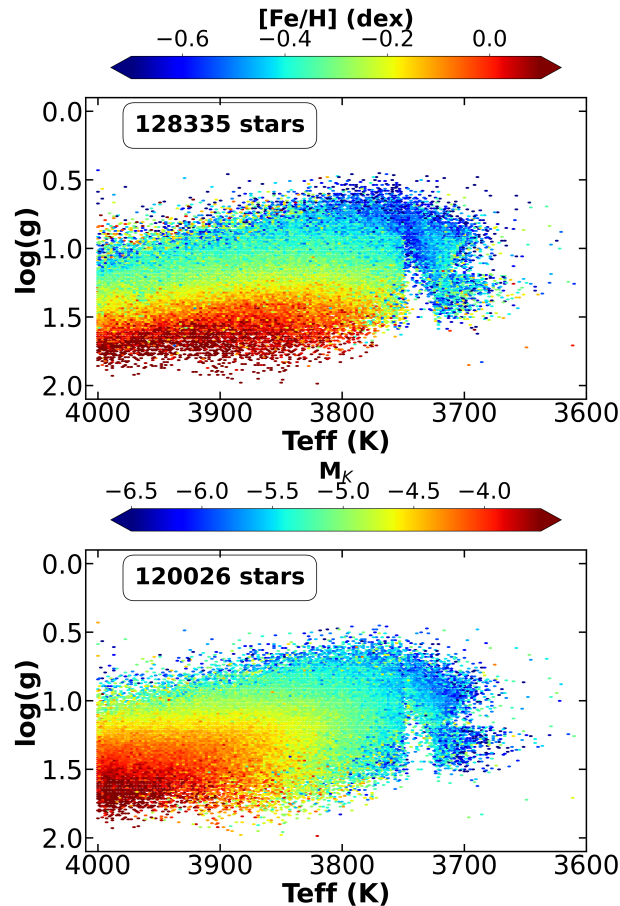


FIGURE 7.1: Diagramme de Kiel des étoiles du *best-parameterised* AGB, colorées en couleur avec leur métallicité (panneau supérieur) et leur magnitude K absolue (en négligeant l'extinction, panneau inférieur). Cette figure utilise les valeurs de $\log(g)$ et $[M/H]$ calibrées.

7.2 Propriétés globales du s -process AGB sample

Nous rappelons que les échantillons de Ce et de Nd sont décrits respectivement dans les sections 5.3 et 5.4. Cependant, ces échantillons ne sont pas limités aux AGB. Par conséquent, nous devons définir des échantillons d'AGB avec des abondances d'éléments s .

Parmi le *best-parameterised AGB*, 46 144 et 34 838 étoiles ont des abondances de Ce et Nd, respectivement (sans restrictions sur les flags liés aux abondances). En appliquant les *flags_gspspec* proposés dans la Sect.5.3 sur le *best-parameterised AGB*, nous obtenons un échantillon de 17 765 AGB avec des abondances de Ce, que nous appellerons le *Ce AGB sample*. Les abondances de Ce de cet échantillon varient entre -0.17 et 1.10 dex. De manière similaire, nous obtenons 3 492 *best-parameterised AGB* avec des abondances de Nd, ce que nous appellerons le *Nd AGB sample*. Nous définissons également le *s-process AGB sample* composé de 19 544 étoiles avec des abondances de Ce et/ou de Nd (1713 étoiles ont une abondance de Ce et de Nd).

7.2.1 Types stellaires et nature riche en oxygène

Nous avons déjà confirmé dans la section 7.1 la nature AGB des 19 544 étoiles qui composent le *s-process AGB sample* grâce à une estimation de leur magnitude absolue dans la bande K. De plus, 445 de ces étoiles ont été classées comme Variables à Longue Période (LPV) par [Lebzelter et al. \[2022\]](#) grâce aux observations de l'époque photométrique de Gaia/DR3, conduisant à nouveau à une confirmation indépendante de leur nature AGB pour certaines d'entre elles. Leur période moyenne est d'environ 95 jours et les périodes les plus longues atteignent les 600 jours (les données Gaia/DR3 favorisant la détection des LPV ayant les périodes les plus courtes).

Ensuite, nous avons cherché à déterminer le type stellaire de ces étoiles du *s-process AGB sample*. En particulier, nous nous sommes intéressés à leur éventuel enrichissement atmosphérique en carbone résultant des événements de mélange caractérisant cette étape spécifique de l'évolution des étoiles de masse faible et intermédiaire. La présence d'étoiles riches en carbone (C) dans cet échantillon pourrait être problématique car leur analyse chimique a été réalisée en supposant des atmosphères stellaires riches en oxygène et un rapport C/O à l'échelle Solaire dans le module *GSP-Spec*. Ceci pourrait affecter les paramètres stellaires et les abondances chimiques associées si des rapports C/O différents avaient été adoptés. Dans tous les cas, une telle recherche d'étoiles riches en C a d'abord été effectuée en vérifiant le paramètre *cnew_gspspec* qui est un indicateur d'un possible enrichissement (ou appauvrissement) en CN dans l'atmosphère stellaire (les spectres d'étoiles riches en C étant caractérisés par la présence d'une forte raie CN analysée par *GSP-Spec*). Nous renvoyons le lecteur à la Sect. 5.2.1 et à [Recio-Blanco et al. \[2022\]](#) pour une définition complète de ce paramètre. Parmi les 19 544 étoiles qui composent notre échantillon, 13 873 étoiles ont une valeur publiée de *cnew_gspspec* et toutes ont ce paramètre proche de 0, ce qui indique qu'elles ont une abondance de CN proche de celle Solaire. Elles ne sont donc pas enrichies en CN, ce qui confirme que leur atmosphère est probablement riche en oxygène.

De plus, nous avons également recherché des étoiles potentiellement riches en carbone

en regardant le flag C-rich proposé par [Lebzelter et al. \[2022\]](#), qui ont publié une liste d'environ un demi-million de candidates LPV potentiellement enrichies en carbone. Seules 14 étoiles parmi les 19 544 de notre échantillon peuvent être suspectées d'être de type C suivant cette classification. Cependant, ce nombre doit être considéré avec prudence car ce flag C-rich pourrait conduire à une détection erronée (voir [Messineo \[2023\]](#), qui a rapporté environ 1% de fausses détections et voir aussi la discussion dans [Sanders and Matsunaga \[2023\]](#)). D'autre part, nous avons également croisé notre échantillon avec la liste compilée par [Abia et al. \[2022\]](#) qui ont examiné les caractéristiques des étoiles carbonées Galactiques déjà identifiées grâce aux données Gaia eDR3. Ces auteurs ont également présenté un catalogue d'environ 2700 nouvelles étoiles carbonées Galactiques candidates. Aucune de nos étoiles n'a été trouvée riche en carbone dans cette compilation mais 18 d'entre elles étaient déjà connues comme étant de type spectral S (c'est-à-dire que leur rapport C/O est proche de l'unité mais qu'elles sont encore riches en oxygène).

Enfin, pour confirmer indépendamment la nature riche en O de notre échantillon d'étoiles, nous montrons le *Nd AGB sample* dans le diagramme Gaia-2MASS (Fig. 7.2) avec un code couleur pour la métallicité (panneau de gauche) et l'abondance Nd (panneau de droite). Une figure très similaire est obtenue pour le *Ce AGB sample*. Ce diagramme montre la magnitude K absolue par rapport à une combinaison particulière de la photométrie Gaia et 2MASS exprimée par la fonction de Wesenheit sans rougissement [Soszyński et al. \[2005\]](#). Cette relation est définie par : $W_{RP, BP-RP} = G_{RP} - 1.3(G_{BP} - G_{RP})$ et $W_{K, J-K} = K - 0.686(J - K)$ par [Lebzelter et al. \[2018\]](#). Nous pouvons clairement voir que presque toutes les étoiles de cet échantillon sont situées en dehors du régime riche en carbone, confirmant leur nature riche en O. Plusieurs d'entre elles apparaissent également légèrement plus faibles que les étoiles AGB typiques, mais cela pourrait s'expliquer par l'extinction négligée lors du calcul de leur magnitude absolue. Nous remarquons enfin que grâce à ce diagramme Gaia-2MASS, nous avons pu avoir un indice des masses stellaires, qui semblent privilégier des étoiles de masse faible. Ce point sera discuté plus tard dans la section 7.3.

Grâce à toutes ces vérifications, nous sommes confiants quant à la nature AGB et riche en oxygène du *s-process AGB sample*, ce qui renforce la qualité de la détermination des abondances de Ce et de Nd.

7.2.2 Propriétés cinématiques et dynamiques

Les caractéristiques du *s-process AGB sample* ont été explorées en utilisant leurs coordonnées stellaires cartésiennes, rayons galactocentriques et vitesses cylindriques, adoptées à partir de [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#) et les paramètres orbitaux (tels que Z_{max} et l'excentricité) de [Palicio et al. \[2023\]](#). Ces paramètres peuvent se trouver sur la table Performance verification/gaiadr3.chemical_cartography dans l'archive Gaia : <https://gea.esac.esa.int/archive/>.

La grande majorité du *s-process AGB sample* présente des propriétés similaires à celle du disque : 81% des étoiles ont un $|Z_{max}| < 1$ kpc et environ 88% de l'échantillon présente des valeurs d'excentricité plus petites que 0.25. Les valeurs d'excentricité les plus élevées correspondent aux métallicités les plus faibles ($[M/H] < -0.70$ dex) et donc aux abondances

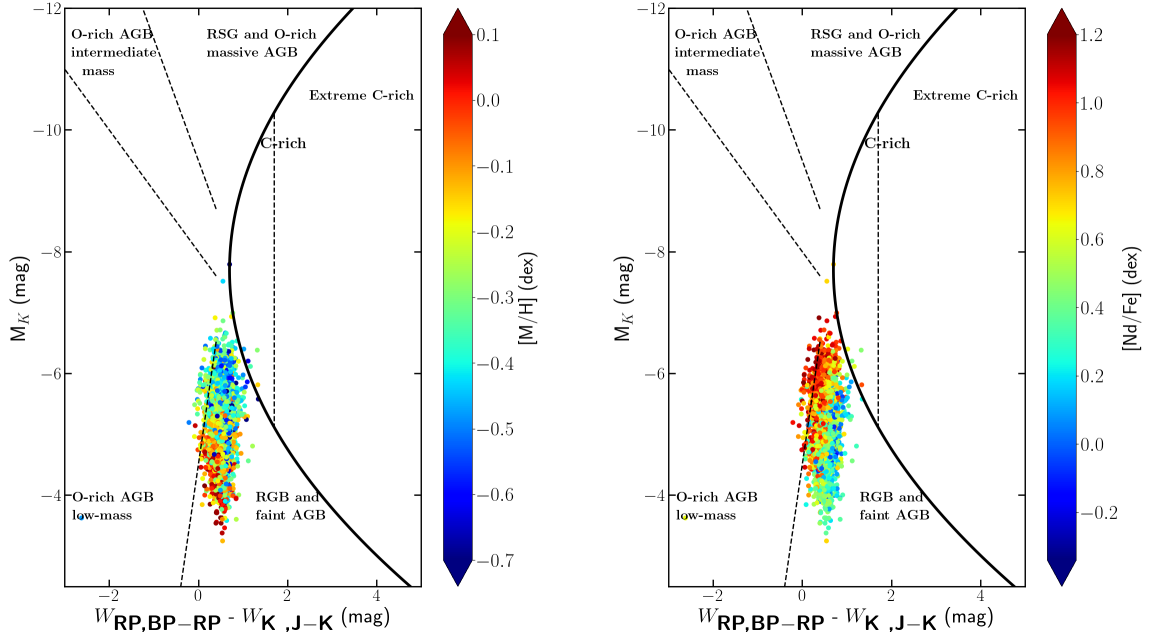


FIGURE 7.2: Diagramme Gaia-2MASS pour le *Nd AGB sample*, coloré avec la métallicité (panneau de gauche) et l'abondance de Nd (panneau de droite). Le trait courbe délimite la limite théorique entre les étoiles AGB riches en O (côté gauche) et les étoiles AGB riches en C (côté droit). Les lignes en pointillés séparent les sous-groupes d'étoiles comme indiqué dans la figure.

de Ce et de Nd les plus élevées (voir Fig. 7.4 commentée dans la sous-section suivante). Enfin, environ 88% des étoiles présentent une vitesse totale (somme quadratique de leurs trois composantes de vitesse) inférieure à 80 km/s, ce qui confirme que la majorité du *s-process AGB sample* présente des propriétés cinématiques du disque.

7.2.3 Propriétés chimiques

Nous présentons dans cette section les abondances du processus *s* de ces étoiles, d'abord en nous concentrant séparément sur le *Ce AGB sample* et *Nd AGB sample*, puis sur le sous-échantillon de 1713 étoiles AGB ayant à la fois des abondances Nd et Ce.

Echantillons de Ce et de Nd

La figure 7.3 montre les diagrammes de Kiel pour le *Ce AGB sample* (panneaux supérieurs) et le *Nd AGB sample* (panneaux inférieurs) coloré avec le nombre d'étoiles (panneaux de gauche) et la métallicité (panneaux centraux). Nous remarquons que la métallicité des étoiles de notre échantillon diminue vers les valeurs plus petites de $\log(g)$. Ce biais observationnel est une caractéristique générale de l'échantillon *GSP-Spec* d'AGBs, comme nous

l'avons déjà discuté plus haut (voir Fig. 7.1 et le texte associé). Les panneaux de droite montrent les diagrammes de Kiel coloré avec Ce (panneau supérieur) et Nd (panneau inférieur). Nous remarquons qu'à métallicité constante (donc un $\log(g)$ plutôt constant), les abondances de néodyme et de cérium sont plus importantes pour les étoiles plus froides et plus lumineuses. De telles caractéristiques peuvent également être observées en examinant la deuxième et dernière colonne de la Fig. 7.4 qui présente les abondances de Ce (panneau supérieur) et de Nd (panneau inférieur) en fonction de la métallicité colorée avec T_{eff} et M_K , respectivement. Ceci peut également être confirmé en regardant la Fig. 7.2, où des abondances de Nd plus importantes sont trouvées pour les étoiles plus lumineuses. C'est ce que l'on attend de l'évolution des étoiles AGB. En effet, les TDU successifs qui caractérisent cette phase évolutive amènent la matière formée dans la He-intershell vers la surface et, par conséquent, changent la composition de l'enveloppe. Initialement enrichie en O, l'enveloppe devient plus riche en éléments s et en carbone primaire, ce qui augmente l'opacité radiative et provoque ainsi des changements importants dans la structure physique de l'enveloppe AGB. Cela a un impact sur le rayon stellaire, la luminosité, la perte de masse, la température effective ainsi que sur la formation d'espèces moléculaires telles que CN, HCN, C_2 Marigo [2002], Cristallo et al. [2009]. Pour une métallicité et un $\log(g)$ donnés, une AGB plus froide a subi plus de TP (donc plus de TDU) que lorsqu'il était moins évolué sur l'AGB et donc légèrement plus chaud, conduisant à une enveloppe plus enrichie en éléments s comme nous pouvons le voir sur la Fig. 7.3.

Corrélation entre les abondances de Ce et Nd

Nous étudions également la corrélation entre le *Ce AGB sample* et le *Nd AGB sample*. Nous avons trouvé 1713 étoiles ayant à la fois des abondances de Nd et de Ce de haute qualité. Comme nous pouvons le voir sur la Figure 7.5, une forte corrélation positive est observée entre ces deux abondances (coefficient de corrélation de Pearson = 0.75). La dispersion associée est assez importante puisqu'elle est dominée par les incertitudes de mesure du Nd, la raie de Nd II étant plus difficile à analyser. Une telle corrélation confirme à nouveau la qualité des abondances dérivées puisqu'elle est en fait attendue puisque ces deux éléments appartiennent au second pic du processus s et ont donc une origine nucléosynthétique similaire. A noter que nous avons également essayé de faire des fits en séparant l'échantillon en deux parties mais aucun changement de pente significatif n'a été trouvé, ce qui conforte le fait que la corrélation entre le Ce et le Nd est stable quelle que soit la métallicité. Le taux relatif de production de ces deux éléments par les AGB ne semble donc pas dépendre de la métallicité. Nous remarquons également que le codage couleur de cette corrélation avec T_{eff} montre clairement l'augmentation des abondances de Ce et de Nd pour les étoiles plus froides, c'est-à-dire pour les étoiles plus évoluées sur l'AGB, comme cela a déjà été illustré dans les Fig. 7.3 et 7.4.

7.2.4 Abondances de Nd dans le Halo Galactique

Même si la majorité des étoiles du *Nd AGB sample* semblent appartenir au disque, une petite fraction d'entre elles appartiennent au halo Galactique. En suivant la même procédure

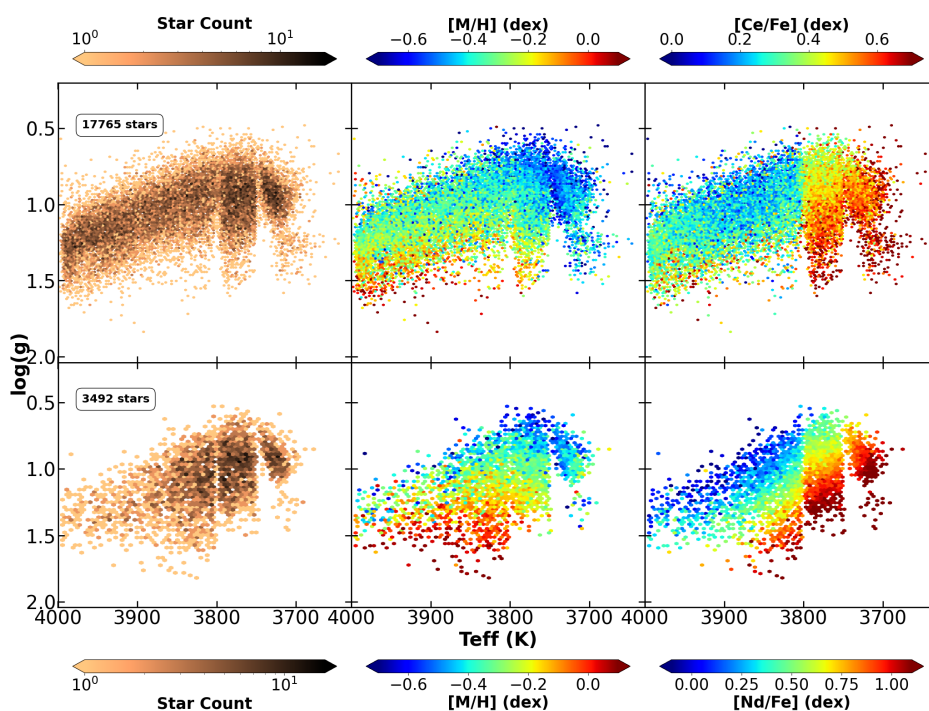


FIGURE 7.3: Diagrammes de Kiel du *Ce* AGB *sample* (panneaux supérieurs) et du *Nd* AGB *sample* (panneaux inférieurs) colorés avec le nombre d'étoiles (panneaux de gauche), la métallicité (panneaux centraux) et l'abondance du processus s correspondant (panneaux de droite).

que dans [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#), nous étudions donc les abondances de néodyme dans ces étoiles du halo (systèmes accrésés et amas globulaires). Nous rappelons qu'une étude similaire pour le cérium dans les étoiles du halo a déjà été présentée dans le chapitre précédent.

Le néodyme dans les amas globulaires

Tout d'abord, aucune étoile n'a été trouvée en croisant notre échantillon du *Nd* AGB *sample* avec la compilation des amas globulaires du catalogue Harris [Harris \[1996\]](#). Néanmoins, nous avons trouvé une étoile (ID=1821609090431019392) appartenant à l'amas globulaire M71 lors du croisement avec l'échantillon Nd complet (nous rappelons que cet échantillon correspond aux 55 722 étoiles ayant des abondances Nd mais sans aucune restriction de *flags_gspec*). Nous notons que nous avons utilisé une séparation maximale dans le ciel de 0.5 degré et vérifié que la vitesse radiale des étoiles est compatible avec celle de M71 en considérant une différence inférieure à 0.5 km/s par rapport à la valeur estimée

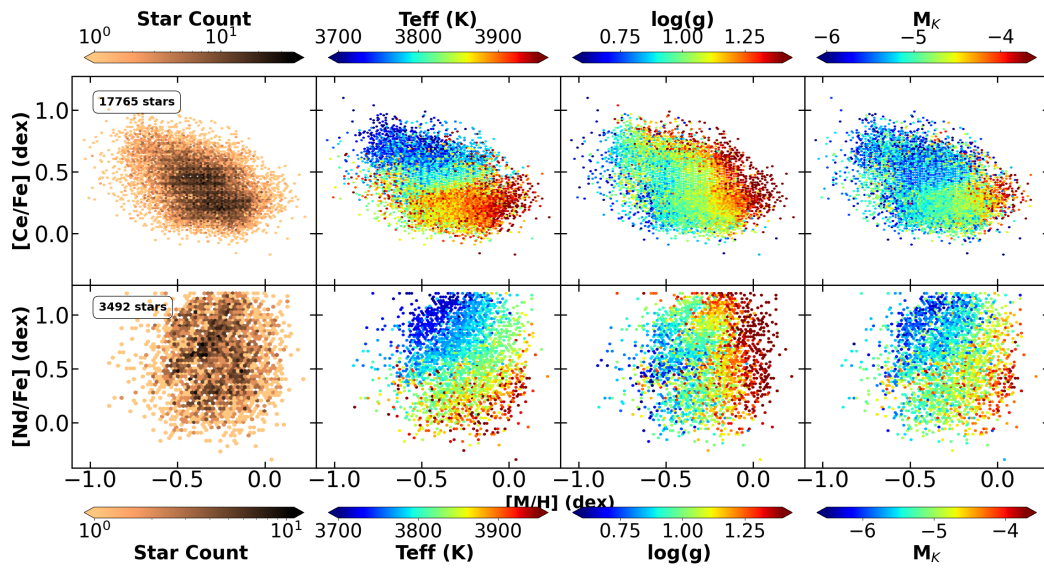


FIGURE 7.4: Panneaux supérieurs : $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ en fonction de la métallicité, coloré (de gauche à droite) par le nombre d'étoiles, T_{eff} , $\log(g)$ et M_K . Panneaux inférieurs : Idem mais pour les abondances de Nd.

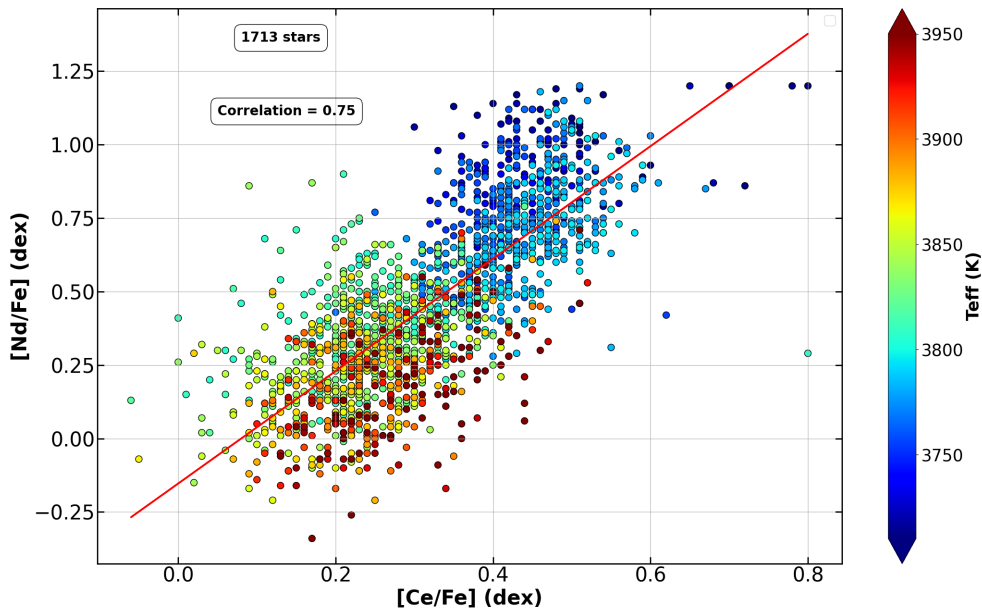


FIGURE 7.5: Corrélation entre les abondances de Ce et de Nd pour les étoiles AGB trouvées à la fois dans le *Ce AGB sample* et le *Nd AGB sample*, colorées par leur T_{eff} . La pente de la droite rouge vaut 1.91 tandis que l'écart-type est de 0.44 dex. Le coefficient de corrélation de Pearson est également indiqué.

par Baumgardt and Hilker [2018]. La métallicité (calibrée) de cette étoile ($[M/H] = -0.72 \pm 0.05$ dex) est compatible avec les estimations de la littérature de M71 (-0.82 dex trouvé dans Carretta et al. [2009] et -0.80 dex trouvé dans Boesgaard et al. [2005]). Les paramètres atmosphériques de cette étoile sont également très compatibles avec les estimations de Snenen et al. [1994], Gerber et al. [2020], avec une différence moyenne de T_{eff} et de $\log(g)$ de 70 K et 0.22 dex, respectivement. Nous avons trouvé une abondance de Nd de 0.95 ± 0.22 dex alors qu'aucune abondance de Ce n'a été trouvée pour cette étoile. Cette valeur est plus élevée que la moyenne de $[Ce/Fe]$ de M71 trouvée dans Masseron et al. [2019] (0.27 dex) ou la moyenne de $[Ba/Fe]$ (0.34 dex) et $[La/Fe]$ (0.20 dex) trouvée dans Ramirez and Cohen [2002]. Cela pourrait être dû à la nature AGB de cette étoile spécifique qui pourrait ne pas être entièrement représentative de l'abondance de Nd de cet amas globulaire et dont l'atmosphère est déjà bien enrichie en éléments *s*, à cause des phases de Dredge-Up qu'elle aurait déjà subies.

Le néodyme dans les systèmes accrétés

Nous avons également exploré les abondances Nd dans les systèmes accrétés, identifiées comme des surdensités dans le diagramme énergie versus moment angulaire vertical ($E - L_z$) dans Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. [2022]. Comme aucune étoile appartenant à un système accrété dans le *Nd AGB sample* n'a été trouvée, nous étudions à nouveau l'échantillon Nd complet et rejetons toutes les étoiles ayant une valeur *K M giant Par* supérieure à l'unité ainsi que toutes les valeurs non nulles pour tous les flags de paramétrisation. Nous avons ensuite trouvé une étoile appartenant à Thamnos [Helmi, 2020, Koppelman et al., 2019], quatre dans le Helmi Stream [Helmi, 2020], une dans Sequoia [Myeong et al., 2019] et une dans Gaia-Enceladus-Sausage (GES, voir Belokurov et al. [2018], Helmi et al. [2018], Myeong et al. [2018], Feuillet et al. [2020, 2021]). Aucune étude bibliographique physico-chimique n'a été trouvée pour ces étoiles à l'exception d'une dans Helmi Stream (ID = 1591836174070974592) dont les paramètres atmosphériques *GSP-Spec* sont proches de ceux de Jönsson et al. [2020], avec une différence en T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$, $[\alpha/Fe]$ = 31K, 0.32, 0.18 dex et 0,02 dex, respectivement. Cependant, aucune abondance de Ce n'a été publiée pour cette étoile). Afin d'étudier la nature accrétée de ces étoiles, nous n'avons gardé que celles avec $[M/H] < -0.7$ dex ou ayant un faible $[Ca/Fe]$ ($[Ca/Fe] < 0.3$ dex), de manière similaire à la procédure adoptée dans le chapitre précédent. Cette sélection élimine trois étoiles candidates de la Helmi Stream. Cette erreur d'identification est due à la proximité du courant Helmi avec le voisinage Solaire dans le diagramme $E-L_z$.

La Tab. 7.1 montre le Gaia DR3 Id et le système accrété correspondant aux quatre étoiles sélectionnées ainsi que leurs paramètres atmosphériques, et les abondances de Nd et de Ce.

Tout d'abord, la métallicité des étoiles appartenant aux systèmes GES et Helmi est similaire, comme déjà montré dans le Chapitre précédent. Nous remarquons une métallicité beaucoup plus faible pour l'étoile appartenant au système Sequoia par rapport à celle des trois autres systèmes accrétés. Une métallicité moyenne plus faible pour Sequoia que pour GES a déjà été trouvée dans Feuillet et al. [2021].

Nous avons également trouvé une abondance $[Ca/Fe]$ assez élevée pour l'étoile appartenant au système Sequoia. Même si des abondances $[Mg/Fe]$ plus faibles ont été trouvées

dans Sequoia que dans GSE par [Feuillet et al. \[2021\]](#), [Matsuno et al. \[2022\]](#) ont trouvé des étoiles à haute abondance $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ appartenant au système Sequoia.

De plus, nous remarquons que l'étoile appartenant à GES présente une valeur de $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ plus élevée que celle du Helmi Stream ($[\text{Nd}/\text{Fe}] = 0.83$ dex), du système Sequoia ($[\text{Nd}/\text{Fe}] = 0.35$ dex) et de Thamnos ($[\text{Nd}/\text{Fe}] = 0.27$ dex). Comme l'ont déjà suggéré [Recio-Blanco et al. \[2021\]](#) avec $[\text{Y}/\text{Fe}]$ et [Contursi et al. \[2023\]](#) avec les mesures de $[\text{Ce}/\text{Fe}]$, une valeur plus élevée de $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ peut suggérer une masse plus élevée du progéniteur du système. Cela est en accord avec les estimations de masse de ces systèmes accrétés par [Koppelman et al. \[2019\]](#). Nous notons que [Matsuno et al. \[2022\]](#) ont également trouvé une abondance plus élevée pour les éléments du processus s (Y et Ba) dans GES que dans Sequoia. Enfin, nous notons que l'abondance du cérium de l'étoile du système Thamnos suggère une masse similaire du progéniteur à celle du Helmi Stream. Cependant, il est important de noter que pour les étoiles de Thamnos et du Helmi Stream, les estimations $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ et $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ sont compatibles à l'intérieur des barres d'erreur. Nous rappelons que nos suggestions sont basées sur une seule étoile et doivent être prises avec précaution en raison des *flags_gspspec* associés au Ce et au Nd. Il est également important de noter que cette étoile du Helmi Stream peut ne pas être totalement représentative de la chimie du courant en raison de sa nature AGB (puisque'elle est probablement très enrichie en surface en Nd).

TABLE 7.1: Propriétés physico-chimiques (et leurs incertitudes associées) pour les quatre étoiles accrétées candidates. Notons que les $\log(g)$, $[\text{M}/\text{H}]$ et $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ sont calibrés.

<i>Gaia</i> DR3 Id	System	S/N	T_{eff} (K)	$\log(g)$	$[\text{M}/\text{H}]$ (dex)	$[\text{Ca}/\text{Fe}]$ (dex)	$[\text{Nd}/\text{Fe}]$ (dex)	$[\text{Ce}/\text{Fe}]$ (dex)
2410346779070638720	GES	68	4846	2.02	-0.98	0.16	1.12 ± 0.24	-
1591836174070974592	Helmi	101	3806	0.95	-0.73	0.37	0.73 ± 0.21	0.57 ± 0.20
5282079908816150912	Sequoia	407	4407	1.32	-1.53	0.47	0.25 ± 0.19	0.36 ± 0.20
1294315577499064576	Thamnos	657	4309	1.51	-1.01	0.27	0.17 ± 0.19	0.56 ± 0.08

7.3 Contraintes liées aux yields de l'AGB et modèles d'évolution

Le *s-process AGB sample* présenté ci-dessus est un ensemble unique au vu de la statistique et de la qualité des abondances. Il permet de contraindre notre compréhension sur l'évolution des étoiles de masse faible et intermédiaire dans l'AGB. En particulier, leurs yields en éléments s du second pic et leur rôle dans l'évolution chimique Galactique de ces espèces peuvent être étudiés. Dans ce qui suit, nous comparons nos abondances avec les yields prédits par FRUITY¹ [[Cristallo et al., 2009, 2011, 2015](#)] et les modèles Monash [[Karakas and Lugaro, 2016](#), [Lugaro et al., 2012](#), [Fishlock et al., 2014](#), [Karakas et al., 2018](#)]. Ces deux ensembles de modèles sont les plus complets en termes de masses et de métallicités explorées et permettent une discussion sur l'impact de leurs différentes hypothèses physiques qui pourraient affecter leur prédiction de yields.

1. disponible en ligne via :<http://fruity.oa-teramo.inaf.it/>

7.3.1 Modèles d'évolution d'AGB

Modèles FRUITY

Les modèles FRUITY (FUNS Repository of Updated Isotopic Tables and Yields) sont calculés en considérant simultanément l'évolution stellaire et la nucléosynthèse. Dans ces modèles, la poche de ^{13}C est formée de manière auto-consistante et sa masse est liée à une fonction de vitesse exponentielle décroissante qui inclut un paramètre de dépassement libre β . Ce paramètre est fixé de manière à maximiser la poche de ^{13}C et, par conséquent, la production d'éléments du processus *s*. Un overshoot convectif dépendant du temps à la base de l'enveloppe est également inclus.

Dans la suite, nous n'avons considéré que des modèles FRUITY non rotatifs (nos étoiles ont toutes un $v_{\text{broad}} < 13$ km/s). Nous avons également adopté des modèles FRUITY avec une poche de ^{13}C "standard". Afin de couvrir la gamme de métallicité du *s-process AGB sample*, nous avons considéré cinq métallicités ($Z = 0.002, 0.003, 0.006, 0.010$ et 0.014 correspondant à $[M/H] = -0.85, -0.67, -0.37, -0.15$ et 0.00 dex, respectivement) et huit masses ($1.30, 1.50, 2.00, 2.50, 3.00, 4.00, 5.00$ et $6.00 M_{\odot}$)².

Modèles Monash

La nucléosynthèse des modèles Monash est calculée grâce à un post-traitement basé sur les modèles évolutionnaires de [Karakas and Lattanzio \[2014b\]](#). Ils incluent un profil d'abondance des protons en décroissance exponentielle dans les couches supérieures de la He-intershell plutôt que d'inclure directement le mélange de protons dans la He-intershell (comme fait dans les modèles FRUITY). Nous rappelons que cette ingestion de protons a un impact capital sur la formation de la poche de ^{13}C (donc les abondances de surface du processus *s*) car ces protons sont capturés par le ^{12}C présent pour former du ^{13}C . Par conséquent, la taille de la poche de ^{13}C dans les modèles Monash est liée à un paramètre M_{mix} (défini comme la masse de protons qui sont partiellement mélangés sur une étendue de masse dans la He-intershell). Pour chaque masse et métallicité du modèle Monash, nous avons adopté les valeurs standard de M_{mix} fournies dans les Tab. 2 et 3 de [Karakas and Lugaro \[2016\]](#). Notons qu'aucune rotation ni aucun champ magnétique ne sont inclus dans ces yields. Pour la comparaison avec les abondances observées, nous avons considéré trois métallicités ($Z = 0.0028, 0.007,$ et 0.014 correspondant à $[M/H] = -0.70, -0.30$ et 0.00 dex, respectivement) et les mêmes masses que pour FRUITY, sauf que pour Monash, les masses les plus faibles considérées sont 1.0 et $1.25 M_{\odot}$ (et non $1.3 M_{\odot}$).

Nous notons que dans les deux ensembles de modèles, la théorie de la convection basée sur la "mixing-length theory" est utilisée et qu'aucun overshoot convectif n'est mis en œuvre avant la phase AGB. Les calculs sont arrêtés lorsque l'enveloppe atteint une masse critique, mais les relations de perte de masse adoptées diffèrent. Enfin, nous notons que ces codes ne supposent pas les mêmes abondances Solaires : FRUITY adopte l'échelle Solaire de [Lodders \[2003\]](#) alors que les modèles de Monash sont basés sur les abondances Solaires

2. Aucune de masse inférieure n'étant disponible

de [Asplund et al. \[2009\]](#). Afin de comparer leurs prédictions à nos données, nous les avons mis à l'échelle des abondances Solaires de *GSP-Spec* [[Grevesse et al., 2007](#)].

7.3.2 Abondances de Ce comme indicateur du contenu en éléments

s

Lorsque les étoiles commencent leur phase AGB et avant le premier TDU (voir Sect. 2.3), les abondances de Ce et de Nd n'ont pas été affectées par les précédents DU. Ces espèces sont donc toujours à l'échelle Solaire, c'est-à-dire $[\text{Nd}/\text{Ce}] = 0$ dex. Ensuite, les TDU successifs enrichissent l'atmosphère AGB en ces deux éléments. Nous avons étudié l'évolution de ce rapport $[\text{Nd}/\text{Ce}]$ le long de l'AGB grâce aux prédictions des modèles FRUITY et Monash, afin de vérifier si l'abondance des deux éléments reste proche l'une de l'autre. Pour cela, nous montrons sur la Fig. 7.6 le rapport $[\text{Nd}/\text{Ce}]$ prédit par les deux modèles à la surface des AGBs de différentes masses et métallicités avant que leur atmosphère ne devienne riche en carbone. Cela correspond aux plus grands enrichissements en Nd et Ce prédits dans un AGB riche en O. Nous pouvons constater que, pour les deux ensembles de modèles, la valeur absolue du rapport $[\text{Nd}/\text{Ce}]$ maximal, avant de devenir un AGB riche en carbone, reste dans les 0.15 dex, quelles que soient les masses et les métallicités. Ceci illustre que le taux de production $[\text{Nd}/\text{Ce}]$ est relativement constant dans les différents types d'AGB. Cela confirme donc la corrélation observée entre les deux éléments (voir Fig. 7.5 et le texte associé). Nous avons donc décidé de nous concentrer uniquement sur le Ce ci-après afin d'éviter que nos conclusions ne soient brouillées par les incertitudes plus importantes associées à nos abondances de Nd. De plus, nos résultats pour Ce seront également valables pour le Nd.

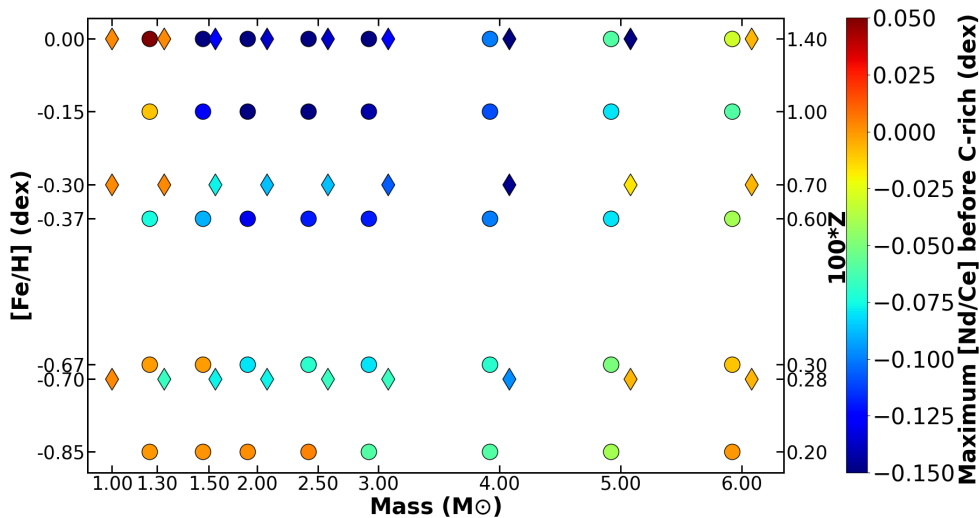


FIGURE 7.6: Production de $[\text{Nd}/\text{Ce}]$ prédite par les modèles FRUITY (cercles remplis) et Monash (diamants remplis) en fonction de la masse stellaire et de la métallicité. Le code couleur correspond à la production maximale de $[\text{Nd}/\text{Ce}]$ juste avant que les étoiles ne deviennent riches en carbone.

7.3.3 Prédiction des modèles d'AGB pour l'enrichissement en éléments du processus *s*

Afin d'explorer l'enrichissement de l'atmosphère en éléments du processus *s* le long de l'AGB, nous montrons sur la Fig. 7.7 le rapport d'abondance maximal [Ce/Fe] d'une AGB riche en oxygène de manière similaire à la Fig. 7.6. Nous pouvons remarquer que pour les deux ensembles de modèles, les étoiles AGB de masse initiale comprise entre 2 et 4 M_{\odot} et de métallicité comprise entre -0.80 dex et -0.10 dex présentent le plus grand enrichissement en Ce à leur surface, dépassant [Ce/Fe] ~ 0.70 dex.

En bref, nous rappelons que, pour de telles masses (mais cela s'applique également à des masses inférieures), les éléments *s* du second pic (tels que Ce et Nd) sont produits à l'intérieur des AGB, dans ce que l'on appelle He-intershell qui est principalement composée de He et de ^{12}C . Les pénétrations successives de l'enveloppe convective riche en H (appelée TDU) dans cette couche remontent à la surface le matériau formé dans l'enveloppe de He, ce qui modifie radicalement la composition chimique des couches supérieures. Pendant l'interpulse, les protons laissés par le retrait de l'enveloppe convective sont capturés par le ^{12}C présent dans la He-intershell. Cela produit du ^{13}C par la réaction $^{12}\text{C}(p, \gamma)^{13}\text{N}(\beta^{-}\nu)^{13}\text{C}$ et forme ce que l'on appelle la poche de ^{13}C . Cette poche de ^{13}C est ensuite convertie en ^{16}O par la réaction $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ et fournit une quantité importante de neutrons, qui activent finalement la production du processus *s* [Straniero et al., 1995]. Une autre source de ^{13}C est présente dans les couches supérieures de la coquille d'hydrogène, car elle est produite dans la coquille brûlant de l'hydrogène. Cependant, cette source a un impact négligeable sur la production d'éléments *s* puisque la plupart des neutrons produits sont capturés par le ^{14}N qui est très abondant.

Il convient de noter que les poches ^{14}N et ^{22}Ne sont également formées et qu'elles recouvrent partiellement la poche de ^{13}C . Comme le ^{14}N est un poison neutronique en raison de la réaction $^{14}\text{N}(n, p)^{14}\text{C}$, la nucléosynthèse du processus *s* se produit dans la queue plus interne de la poche de ^{13}C où la quantité de ^{14}N est faible [Cristallo et al., 2009].

Tous ces éléments formés dans l'enveloppe de He sont remontés dans l'enveloppe convective par les TPs et TDUs suivants. De plus, le TDU a son efficacité maximale pour cette gamme de masse entre 2 et 4 M_{\odot} [Cristallo et al., 2015]. Comme l'ont déjà remarqué Cristallo et al. [2011], nous soulignons également que, puisque les étoiles AGB de masse intermédiaire ont la plus grande production de Ce, elles devraient contribuer largement à l'enrichissement du milieu interstellaire, en particulier celles ayant une masse autour de 2 M_{\odot} car elles sont également plus nombreuses et fournissent ainsi un bon équilibre entre la fonction de masse initiale de la Galaxie et le taux de production de Ce par les AGB [Karakas and Lugaro, 2016].

Nous notons également que, bien que leurs conclusions globales sur la production de Ce soient assez proches, nous pouvons constater que les modèles de Monash (à n'importe quelle masse et métallicité) prédisent une production de Ce légèrement plus importante que FRUITY. Par exemple, pour toutes les masses inférieures à 4 M_{\odot} et une métallicité autour de -0,35 dex, les modèles de Monash prédisent une production de Ce supérieure de 0.32 dex à celle de FRUITY. Ceci est dû à un plus grand nombre de TP prédits dans les modèles Monash

que dans FRUITY, résultant des différentes relations de perte de masse adoptées [Karakas and Lugaro, 2016].

D'autre part, nous remarquons également dans cette Fig. 7.7 que, pour les deux plus grandes masses considérées (5 et 6 M_{\odot}), la production de Ce prédite est beaucoup plus faible que pour les AGBs moins massives (à toutes les métallicités et quelque soient les modèles). Dans ces étoiles massives, la source de neutrons $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ commence en effet à être activée lorsque des températures plus élevées sont atteintes à la base de la zone convective de l'AGB. Comme indiqué dans Cristallo et al. [2015], l'exposition aux neutrons de $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ est plus petite que celle de la source $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$. Il y a donc une réduction considérable de la production du deuxième pic d'éléments du processus *s*. Une diminution de l'efficacité du TDU accentue encore ce phénomène. En effet, comme la masse du noyau H épuisé est plus importante, cela implique une plus grande compression des couches H épuisées et une coquille d'hydrogène plus fine et plus chaude. Par conséquent, il faut moins de temps pour atteindre les conditions d'allumage nécessaires à l'activation de la réaction 3α , ce qui conduit à un épisode d'interpulse plus court et donc à un TDU moins efficace [Straniero et al., 2003, Cristallo et al., 2009]. Cependant, il est intéressant de noter que presque aucun Ce n'est produit dans les AGBs de masse plus élevée des modèles Monash alors que les modèles FRUITY prédisent des abondances légèrement plus élevées d'environ 0.15 dex pour des masses initiales entre 5 et 6 M_{\odot} . Ceci est dû au fait qu'aucune poche de ^{13}C n'est incluse dans les modèles de Monash alors qu'elle est incluse pour les masses plus faibles. Par conséquent, la source de neutrons dans ces modèles est uniquement $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$, ce qui crée de préférence les éléments du premier pic *s*. La réaction $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ est également plus efficace dans le dernier TP (alors que la réaction $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ est plus active dans les premiers TP, voir Karakas and Lugaro [2016]). Tout ceci explique l'absence de production de Ce dans les modèles de Monash pour des masses aussi élevées.

En ce qui concerne maintenant la dépendance de la production de Ce avec la métallicité, nous remarquons que les AGB avec la métallicité la plus basse des modèles FRUITY considérés dans ce travail ($Z = 0,002$ correspondant à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.85$ dex) enrichissent l'atmosphère jusqu'à $[\text{Ce}/\text{Fe}] < 0.30$ dex (avant que l'atmosphère ne devienne riche en C) seulement, sauf pour les masses entre 3 et 4 M_{\odot} pour lesquelles $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ atteint 0.50 dex. A des métallicités aussi faibles ($[\text{Fe}/\text{H}] < 0.80$ dex), il y a en effet moins de noyaux lourds disponibles pour capturer des neutrons, ce qui limite la production d'éléments lourds comme le cérium. Il convient de noter que, pour des métallicités encore plus faibles, la production de Ce et de Nd devrait être plus importante, car le nombre de neutrons disponibles par noyau de départ (Fe) devient également plus élevé. Ces conditions favorisent également la production de Pb et de Bi.

7.3.4 Comparaison des abondances de Ce observées et prédites

Nous comparons maintenant les abondances de Ce obtenues pour le *Ce AGB sample* avec les prédictions théoriques des modèles FRUITY et Monash de 5 et 6, 2.50 et 1.50 M_{\odot} . Nous rappelons que des résultats similaires peuvent être trouvés en utilisant le *Nd AGB sample*.

Nous commençons d'abord cette comparaison pour les étoiles ayant les deux masses les

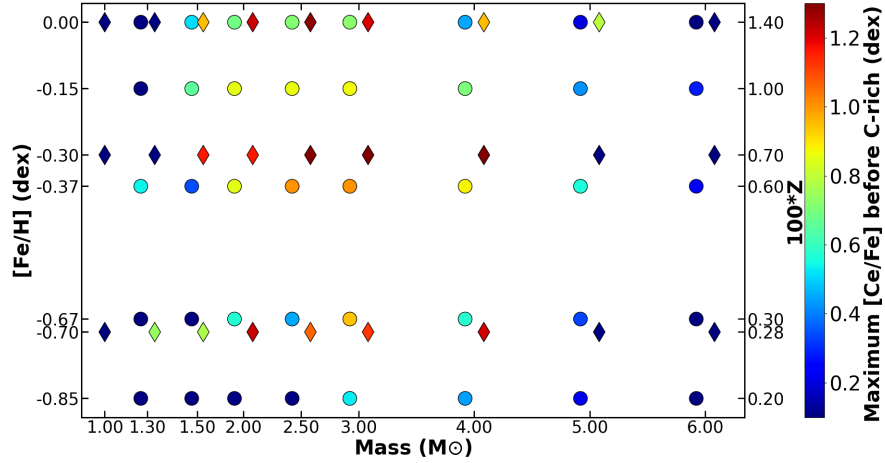


FIGURE 7.7: Identique que la Fig. 7.6 mais pour les abondances prédites de $[Ce/Fe]$.

plus élevées. Comme déjà illustré et discuté dans la Fig. 7.7, les étoiles AGB les plus massives dans les deux modèles ne produisent pas de rapports d'abondance $[Ce/Fe]$ supérieurs à ~ 0.3 dex. Par conséquent, les abondances plus importantes observées doivent être expliquées en invoquant des masses stellaires plus faibles. Ceci confirme indépendamment l'absence probable d'étoiles AGB massives dans notre échantillon, comme nous l'avons déjà remarqué dans le diagramme Gaia-2MASS de la Fig. 7.2.

Nous nous concentrons ensuite sur les étoiles AGB avec une masse initiale de $2,50 M_{\odot}$ puisque des conclusions similaires peuvent être obtenues pour les étoiles de masse initiale entre 2 et $4 M_{\odot}$. La Fig. 7.8 montre pour FRUITY et Monash le rapport $[Ce/Fe]$ prédit après chaque TDU, coloré par le rapport d'abondance C/O. Nous remarquons tout d'abord que presque aucune étoile de l'échantillon AGB Ce n'est prédite comme étant riche en carbone, en accord total avec nos conclusions sur leur nature riche en oxygène. Nous constatons alors que les rapports $[Ce/Fe]$ prédits par les deux modèles sont parfaitement compatibles avec les valeurs observées. Par conséquent, pour des métallicités comprises entre -0.80 et 0.00 dex, les yields prédits par les deux modèles pour des AGBs ayant une masse initiale de $2,50 M_{\odot}$ sont entièrement compatibles avec les abondances de Ce observées par *GSP-Spec* (entre $0,00$ et $0,80$ dex).

La figure 7.9 est similaire à la Fig. 7.8 mais pour une masse de $1,50 M_{\odot}$. Pour les métallicités comprises entre $-0,40$ et $-0,10$ dex, aucune des étoiles du *Ce AGB sample*, ici encore, n'est pas prédite comme étant C-rich. Cependant, pour des métallicités autour de $-0,70$ dex, nous remarquons que les modèles de Monash prédisent que les AGBs sont encore riches en O alors que les modèles de FRUITY prédisent une atmosphère riche en C. Comme nos étoiles ne sont pas riches en C, il semble que les modèles de FRUITY prédisent une abondance de C trop importante à la surface des AGBs de cette masse et de cette métallicité. Une conclusion similaire peut être tirée en examinant les étoiles autour de la métallicité Solaire. Cependant, nous notons que nous ne détectons aucune étoile avec une abondance de Ce entre 0.60 et 0.80 dex à la métallicité Solaire alors que les modèles de Monash prédisent des valeurs aussi élevées pour les AGBs riches en O. Ceci pourrait s'expliquer par (i) la difficulté de détecter automatiquement la raie Ce dans les spectres RVS bondés d'étoiles froides riches en métaux et/ou (ii) une sur-production de Ce prédite par Monash qui n'est pas confirmée par FRUITY.

De plus, l'écart entre $[Ce/Fe]$ et $[M/H]$ pourrait s'expliquer par le fait que les étoiles AGB de notre échantillon ont connu un nombre différent de TDU que celui prédit. Elles peuvent également avoir une grande variété de masses et différentes valeurs de $[\alpha/Fe]$ pour une métallicité donnée. Ceci est également dû à la dispersion intrinsèque dans la formation de la poche de ^{13}C (profil et masses différents), même pour des étoiles de masse et de métallicité similaires. Enfin, une telle dispersion pourrait également être partiellement expliquée par certaines étoiles qui peuvent être des étoiles Ba ou des étoiles CH, et donc, les dispersions de Ce et Nd pourraient être le résultat de l'effet de dilution de la matière accrétée dans l'étoile secondaire.

Cependant, les seules abondances de Ce et de Nd ne suffisent pas à démêler cette grande variété de paramètres stellaires. Par exemple, les étoiles AGB de faible métallicité ($[Fe/H] < -1$ dex) et de faible masse (moins de $\sim 3M_{\odot}$) produisent de grandes quantités de Pb ($[Pb/Fe] > 2$ dex) [Lugaro et al., 2012, Cristallo et al., 2015, Fishlock et al., 2014]. D'autres contraintes pourraient également être obtenues en examinant les éléments s légers tels que Sr, Y et Zr. Par exemple, le rapport $[Ce/Y]$ devrait diminuer avec l'augmentation de $[Fe/H]$ en raison de l'exposition aux neutrons dans la poche de ^{13}C proportionnelle au rapport $^{13}C/^{56}Fe$. Le nombre de seeds de fer est proportionnel à la métallicité alors que ^{13}C ne l'est pas en raison de son origine primaire [Busso et al., 2001]. D'autre part, la production d'éléments s légers devrait augmenter avec la masse en raison de l'activation de la source de neutrons $^{22}Ne(\alpha,n)^{25}Mg$. Des indications sur la source principale de neutrons (et donc sur la masse) pourraient également être obtenues en examinant le rapport $[Rb/Zr]$ [Karakas and Lugaro, 2016, Abia et al., 2001]. Si ce rapport est négatif, la source principale est $^{13}C(\alpha,n)^{16}O$ qui fournit une densité de neutrons relativement faible. Comme nous l'avons vu plus haut, cette source est principalement active dans les étoiles AGB de faible masse. D'autre part, un rapport $[Rb/Zr]$ positif est causé par le $^{22}Ne(\alpha,n)^{25}Mg$ qui produit une densité de neutrons plus élevée, ce qui ouvre des points de branchement et produit du Rb.

7.4 Bilan

La production d'éléments s dans les étoiles AGB paramétrées par le module *GSP-Spec* à partir de leurs spectres Gaia/RVS a été étudiée. Nous avons d'abord confirmé la nature AGB de ces étoiles en examinant leur magnitude absolue dans la bande K en utilisant les distances photogéométriques Gaia [Bailer-Jones et al., 2021] et la photométrie 2MASS, ainsi que leur localisation dans un diagramme Gaia-2MASS. Leur nature riche en oxygène a également été confirmée. Nous avons ensuite défini un échantillon de haute qualité (*s-process AGB sample*) de 19 544 étoiles AGB avec des abondances de Ce et/ou de Nd après avoir appliqué une combinaison spécifique de *flags_gspspec*. Les abondances de Nd ont été calibrées grâce à l'analyse du spectre d'Arcturus alors qu'aucune calibration n'a été appliquée pour les abondances de Ce, comme nous l'avons vu dans la Sect. 5.3.

Nous avons ensuite étudié les propriétés cinématiques et dynamiques de ce *s-process AGB sample* et nous avons trouvé que la majorité des étoiles semble être située dans le disque Galactique. Elles ont en effet une vitesse totale assez faible (< 80 km/s) et un Z_{max} inférieur à 1.0 kpc. Nous avons également trouvé une étoile Halo appartenant à l'amas globulaire M71. Ses paramètres atmosphériques sont entièrement compatibles avec les études de la

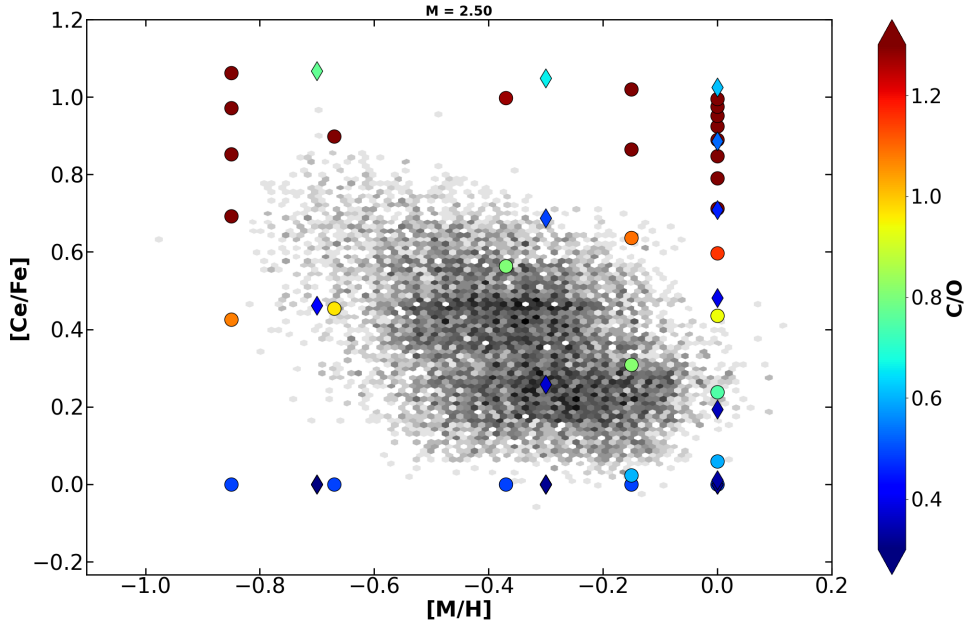


FIGURE 7.8: *Ce* AGB *sample* coloré par le nombre d'étoiles. Les diamants remplis (modèles Monash) et les cercles (modèles FRUITY) correspondent aux $[Ce/Fe]$ prédits après chaque TDU, colorés par le rapport C/O. La masse de l'AGB considérée ici est de $2.50M_{\odot}$.

littérature, mais l'abondance de Nd est plus élevée que l'abondance moyenne des éléments s de l'amas M71. Ceci pourrait s'expliquer par la nature AGB de cette étoile, enrichie en Nd par des événements Dredge-Up successifs. Nous avons également trouvé quatre étoiles appartenant aux systèmes accrétés Helmi, Sequoia, GES et Thamnos. L'étoile de GES a une abondance de Nd plus élevée que celle des autres systèmes. Cette abondance de Nd plus élevée pourrait être liée à une masse plus élevée du progéniteur. Une telle corrélation entre l'abondance des éléments s et la masse du progéniteur a déjà été mise en évidence avec Y dans [Recio-Blanco et al. \[2021\]](#) et Ce dans [Contursi et al. \[2023\]](#).

Les propriétés chimiques de notre échantillon ont révélé que, pour une métallicité donnée, les abondances de Ce et de Nd sont plus élevées pour les étoiles plus froides. Ceci est une caractéristique attendue des étoiles AGB et montre l'enrichissement progressif de leur atmosphère en éléments s lorsqu'il y a plus de TP et d'événements de mélange. De plus, parmi les 19 544 étoiles du *s-process AGB sample*, 1 713 étoiles ont des abondances de Ce et de Nd de haute qualité, qui sont très bien corrélées. Ceci est attendu car ces deux éléments appartiennent au même pic du processus s et ont donc une origine nucléosynthétique similaire, montrant une fois de plus la haute qualité des abondances *GSP-Spec*.

La comparaison entre les abondances du processus s de *GSP-Spec* et les yields d'AGBs prédits par les modèles FRUITY et Monash a ensuite été présentée. Ces modèles ont d'abord permis de confirmer la bonne corrélation observée entre les abondances de Ce et de Nd. Nous avons ensuite examiné les deux modèles et trouvé que les étoiles AGB de masse initiale comprise entre ~ 2 et $\sim 4 M_{\odot}$ et de métallicité comprise entre ~ -0.80 et ~ -0.10 dex

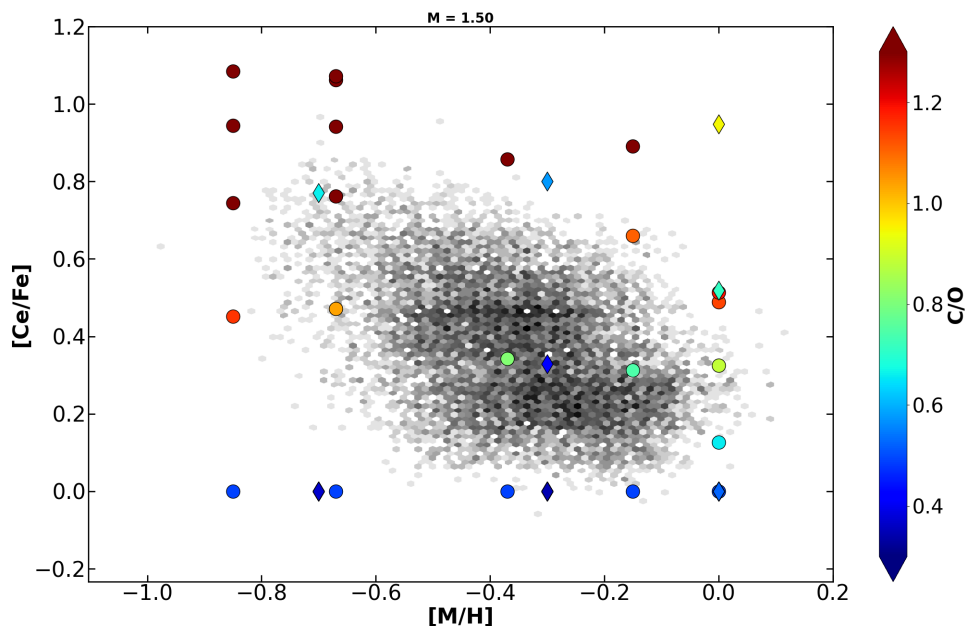


FIGURE 7.9: Identique à la Fig. 7.8 mais pour une masse de $1.50 M_{\odot}$.

sont les principaux producteurs de Ce, atteignant $[Ce/Fe] > 0.70$ dex. Dans ces étoiles et dans celles de masse inférieure, la principale source de neutrons est $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ et forme préférentiellement des éléments du second pic s , tels que Ce et Nd. Cependant, les modèles de Monash prévoient des abondances de Ce légèrement plus élevées que ceux de FRUITY en raison d’hypothèses physiques et numériques différentes. En revanche, la production de Ce dans les AGBs plus massives ($\sim 5\text{-}6 M_{\odot}$) est beaucoup plus faible, car la principale source d’énergie est $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$, conduisant préférentiellement à la formation d’éléments s du premier pic.

Ensuite, nous avons confronté ces modèles aux abondances de Ce du *Ce AGB sample* (des résultats similaires peuvent être obtenus pour le *Nd AGB sample*). La nature riche en oxygène des étoiles de cet échantillon est en accord avec les prédictions des modèles bien que, pour des métallicités autour de -0.70 dex et des masses autour de $1.50 M_{\odot}$, FRUITY pourrait prédire un enrichissement en carbone de surface trop élevé. Plus important encore, les abondances de Ce prédites et celles de *GSP-Spec* sont totalement compatibles pour les étoiles AGB ayant une masse initiale comprise entre $M \sim 1.5$ et $\sim 2.5 M_{\odot}$ et des métallicités comprises entre $[M/H] \sim -0.5$ et ~ 0.0 dex.

Enfin, tous ces résultats confirment l’excellente qualité des données Gaia et des abondances chimiques *GSP-Spec*, conduisant à un très large échantillon d’étoiles AGB avec des éléments du processus s de second pic.

Cependant, aucune abondance d’éléments du troisième pic s comme le Pb n’est disponible dans les données Gaia, car il n’y a pas de raie exploitable dans le domaine du RVS. Or, nous avons vu que notre étude pourrait être complétée par des abondances d’éléments s du premier et troisième pics. Par conséquent, des données spectroscopiques au sol permet-

traient de compléter les abondances fournies par le module *GSP-Spec*, ainsi que leur comparaison avec des modèles. C'est dans ce cadre que nous allons présenter dans le chapitre suivant notre travail sur les abondances de plomb grâce au projet AMBRE (qui sera présenté dans le prochain chapitre également).

PROJET AMBRE : ABONDANCES DE PLOMB DANS LA VOIE LACTÉE

8.1	Contexte de cette étude	208
8.1.1	Projet AMBRE	208
8.1.2	Principales études sur le plomb	208
8.2	Estimation des abondances de Pb	209
8.2.1	Sélection de la raie de Pb	210
8.2.2	Détermination de l'abondance de Pb avec GAUGUIN	210
8.2.3	Préparation des spectres observés	211
8.2.4	Grille de référence et liste de raies adoptée	211
8.2.5	Abondances de Pb pour des étoiles avec des paramètres hors de la grille	214
8.3	Catalogue AMBRE d'abondances de Pb	215
8.3.1	Abondances de Pb dans le Soleil	215
8.3.2	Sélection des meilleurs spectres	217
8.3.3	Estimation des incertitudes	218
8.3.4	Catalogue AMBRE final	219
8.3.5	Premiers résultats	220
8.3.6	Abondances de Pb dans les étoiles Gaia de référence	222
8.4	Bilan et perspectives	223

Nous avons analysé dans les deux chapitres précédents deux éléments du second pic des éléments *s* grâce aux données Gaia : le cérium et le néodyme. Dans ce chapitre, nous allons nous concentrer sur le plomb, un élément du troisième pic *s*, comme nous l'avons vu

dans la Sect. 2.4.2. Comme nous le détaillerons, le plomb est un élément à très fort intérêt astrophysique et en parallèle très peu étudié, en partie à cause de la complexité de l'analyse des raies, majoritairement présentes dans le domaine ultraviolet du spectre des étoiles.

Dans le cadre du projet AMBRE, que nous détaillerons dans la Sect. 8.1, nous avons étudié une raie de plomb pour un grand échantillon d'étoiles. Nous verrons dans la Sect. 8.2, les méthodes utilisées pour estimer les abondances. Nous avons ainsi obtenu le plus grand catalogue d'abondances de plomb, qui est décrit dans la Sect. 8.3. Nous verrons dans la Sect. 8.4 des perspectives au travail présenté dans les chapitres précédents.

Ce travail est en cours de publication et sera soumis au cours de l'automne 2023.

8.1 Contexte de cette étude

8.1.1 Projet AMBRE

Le projet AMBRE (Archéologie avec Matisse Basée sur les aRchives de l'ESO, [de Laverny et al., 2012c, 2013]) est un projet d'Archéologie Galactique né de la collaboration entre l'ESO et l'Observatoire de la Côte d'Azur en 2009. Son but est de fournir les paramètres stellaires (comme T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$, $[\alpha/Fe]$, S/N) mais également des abondances chimiques individuelles à partir de spectres d'archives provenant des instruments FEROS, UVES, HARPS et GIRAFFE (soit plus de 326 000 spectres).

L'analyse des paramètres atmosphériques et des abondances chimiques est faite de manière homogène avec des outils similaires à ceux utilisés pour l'analyse des spectres RVS par le module *GSP-Spec* (codes MATISSE, GAUGUIN) déjà décrits dans les Chapitres précédents

Parmi les derniers résultats du projet AMBRE, nous pouvons citer l'estimation des abondances des éléments du pic du fer [Mikolaitis et al., 2017], les abondances de Li [Guiglion et al., 2016] et le modèle d'évolution chimique qui en découle [Prantzos et al., 2017], les abondances de trois éléments r : Eu, Gd et Dy [Guiglion et al., 2018], les abondances de soufre [Perdigon et al., 2021] ou encore les abondances de Mg [Santos-Peral et al., 2020].

8.1.2 Principales études sur le plomb

Nous allons étudier dans ce Chapitre les abondances de plomb dans le cadre du projet AMBRE. L'étude du plomb est motivée par la très faible quantité d'abondances de cet élément publiées dans la littérature et notamment pour des étoiles de métallicité entre -1.5 et 0.5 dex, comme nous pouvons le voir sur la Fig. 8.1, provenant de Prantzos et al. [2018]. Nous allons brièvement décrire les études concernant le plomb dans cette sous-section.

Une des études principales sur le Pb est l'étude de Van Eck et al. [2001] qui ont étudié 3 étoiles pauvres en métaux (HD187861, HD196944 et HD224959) et découvert les abondances de Pb très élevées. Ces fortes abondances s'expliquent par la contribution du processus s à faible métallicité, alors que le processus r semblait être le principal contributeur du Pb à ces valeurs de $[M/H]$. Cette étude a été complétée par plusieurs autres étoiles riches en Pb [Van Eck et al., 2003].

Les autres études sur les abondances de Pb ne sont pas très nombreuses. Par exemple, Jonsell et al. [2006], Lucatello et al. [2003], Sivarani et al. [2004], Ivans et al. [2005], Barbuy et al. [2011] ont déterminé des abondances de Pb pour une seule étoile (HE 0024-2523, CS 29497-030, CS 29497-030, HE 0338-3945, CS 31082-001, respectivement). Ces étoiles sont pour la plupart très pauvres en métaux ($[M/H] < -2.0$ dex), mettant en évidence la contribution du processus s à faible métallicité. Des études sur des petits nombres d'étoiles ont également été conduites. Aoki et al. [2002] ont étudié des étoiles pauvres en métaux ($-2.7 < [Fe/H] < -1.9$ dex) et riches en carbone et ont trouvé une forte dispersion de $[Pb/Ba]$. Allen and Barbuy [2006] ont étudié 26 étoiles de type Ba et trouvé que ces étoiles sont égale-

ment enrichies en éléments r . Roederer et al. [2009] ont déterminé des abondances de Pb (et d'autres éléments lourds) pour 27 étoiles pauvres en métaux ($-3.1 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.4$ dex) et avec des enrichissements en éléments lourds. Roederer et al. [2014] ont fourni un catalogue de 313 étoiles pauvres en métaux pour lesquelles des paramètres atmosphériques et des abondances (dont des abondances de Pb) ont été déterminées. Ce sont ces étoiles qui représentent les points observationnels sur la Fig. 8.1. Mashonkina et al. [2012] ont fourni des corrections NLTE pour certaines raies de Pb. Plus récemment, Roederer et al. [2020], Peterson [2021] ont déterminé des abondances de Pb pour 3 et 4 étoiles, respectivement, en utilisant des raies situées dans la partie UV du spectre.

Pour conclure, il n'y a que très peu d'étoiles ayant une abondance de plomb dans un domaine de métallicité allant de -1.0 à 0.5 dex. Ce manque criant de données observationnelles est essentiel pour contraindre les modèles d'AGB (produisant de plomb) mais également les modèles d'évolution chimique de la Galaxie pour cet élément. C'est dans ce cadre que notre travail s'inscrit.

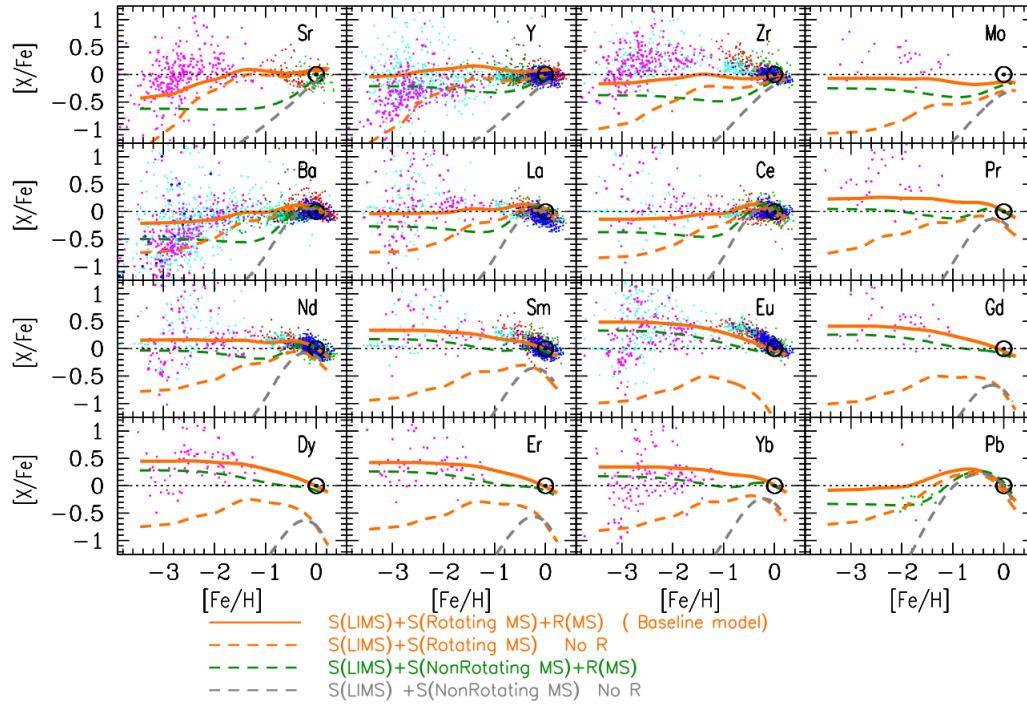


FIGURE 8.1: Abondances $[X/\text{Fe}]$ de différents éléments lourds X en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$, compilant plusieurs sources d'observations. Ces dernières sont comparés avec différents modèles d'évolution chimique. Voir pour plus de détails Prantzos et al. [2018].

8.2 Estimation des abondances de Pb

Les abondances de Pb vont être déterminées en comparant les spectres observés AMBRE avec une grille de spectre synthétique spécifique (Sect. 8.2.4) mais similaire à celle déve-

loppée pour la détermination des abondances *GSP-Spec*. Pour cela, une ou des raies de Pb doivent tout d’abord être sélectionnées.

8.2.1 Sélection de la raie de Pb

Plusieurs raies ont été analysées dans la littérature. Par exemple, dans le domaine UV (non couvert par AMBRE), la raie de Pb II située à 220.35 nm (dans l’air)¹ a été adoptée par Roederer et al. [2020] dans trois étoiles pauvres en métaux, tandis que la raie de Pb I située à 283.305 nm a été étudiée par Roederer et al. [2009], Peterson [2021], Roederer et al. [2016].

D’autres raies situées dans le domaine optique existent : 363.95, 373.99, 405.78 and 722.89 nm. Ces transitions ont été utilisées pour déterminer des abondances de Pb dans le Soleil [de Jager and Neven, 1962, Grevesse, 1969, Hauge and Sørli, 1973]. Cependant, ces transitions atomiques sont souvent mélangées ou trop faible dans le spectres des étoiles de type Solaire. Afin d’éviter ce problème, nous avons sélectionné la raie de Pb I située à 368.346 nm, une des raies relativement isolées dans le spectre d’étoiles froides et notamment pour les étoiles naines. Les abondances Solaires récentes du Pb [Asplund et al., 2009, 2021, Grevesse et al., 2015] ont été déterminées en utilisant cette raie.

8.2.2 Détermination de l’abondance de Pb avec GAUGUIN

Nous rappelons que pour estimer les abondances chimiques, l’algorithme GAUGUIN construit d’abord un ensemble de spectres de référence avec des abondances de plomb variables pour les paramètres atmosphériques de l’étoile analysée (appelé, ci-après, grille 1D). Ces paramètres (T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$ et $[\alpha/Fe]$) sont fournis par la paramétrisation AMBRE. Les spectres de référence de la grille 1D sont interpolés à partir de la grille 5D (quatre paramètres atmosphériques plus $[Pb/Fe]$) de spectres synthétiques, décrite ci-après. Ensuite, les spectres observés sont automatiquement normalisés sur environ 4 nm et une seconde normalisation est effectuée sur une plage plus petite autour de la raie (~ 0.06 nm dans notre cas) pour réajuster localement le continuum [Santos-Peral et al., 2020]. Enfin, le minimum des distances quadratiques entre les spectres observés et les spectres de référence est calculé sur une gamme spectrale de 0.02 nm autour de la raie de plomb. Ceci fournit l’estimation initiale de l’abondance du plomb, à partir de laquelle l’algorithme de Gauss-Newton obtient la solution finale.

Avec les abondances chimiques, GAUGUIN fournit également une valeur de la limite supérieure de l’abondance en dessous de laquelle la raie ne peut pas être détectée. Cette limite supérieure dépend principalement du rapport signal sur bruit qui est également estimé par la paramétrisation AMBRE. Cette limite supérieure est utilisée pour rejeter les détections faibles et/ou douteuses.

En outre, pour chaque spectre, un bruit blanc gaussien (dont l’écart-type est proportionnel au S/N du spectre d’entrée) est calculé $N=1\,000$ fois et ajouté au spectre initial,

1. A noter que dans ce chapitre, les longueurs d’onde sont données dans l’air uniquement, puisque le projet AMBRE analyse des spectres collectés au sol.

pour construire un spectre bruité. GAUGUIN détermine ensuite N valeurs de l'abondance du plomb (pour chaque spectre observé) et calcule la valeur médiane (représentée par le quartile 50, Q_{50} ci-après) ainsi que les quartiles Q_{84} et Q_{16} qui peuvent être utilisés pour estimer l'erreur associée à la détermination de l'abondance du plomb. (voir section 8.3.3). Enfin, il faut noter que les abondances de plomb adoptées et discutées dans la suite sont celles de Q_{50} .

8.2.3 Préparation des spectres observés

Comme décrit précédemment, notre méthode compare les spectres synthétiques de référence et les spectres observés. Les deux ensembles de spectres doivent donc être adaptés afin d'avoir une résolution spectrale et un échantillonnage de longueurs d'onde similaires.

Tout d'abord, nous avons sélectionné des spectres AMBRE couvrant la raie Pb I choisie. Notre échantillon de spectres observés a donc été collecté avec les spectrographes FEROS et UVES (BLUE346 et BLUE390) déjà paramétrés dans le cadre du projet AMBRE [Worley et al., 2012, 2016, respectivement]. Nous avons tout d'abord sélectionné les spectres ayant un $S/N > 20$, $3500 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 8000 \text{ K}$, $0.0 < \log(g) < 5.5$ (g en cm/s^2) et dont l'indicateur de qualité AMBRE vaut 0 ou 1 (c'est-à-dire une bonne ou très bonne paramétrisation; suivant la paramétrisation AMBRE). Cela a conduit à un échantillon de 5 998 spectres FEROS plus 1 508 et 1 202 spectres UVES des ensembles BLUE346 et BLUE390, respectivement.

GAUGUIN a donc analysé 8 708 spectres au total, mais le nombre d'étoiles est beaucoup plus petit en raison de la présence d'un grand nombre de spectres répétés pour une seule étoile. Pour pouvoir effectuer l'analyse chimique, les spectres observés ont d'abord été corrigés du décalage de vitesse radiale (dont la valeur est également fournie par la paramétrisation d'AMBRE) et 4 nm autour de la raie de plomb ont été sélectionnés. Comme la résolution spectrale des spectres FEROS et UVES diffère légèrement ($R \sim 48\,000$ et $R \sim 40\,000$, respectivement), les spectres FEROS ont ensuite été dégradés à la plus petite résolution commune, c'est-à-dire celle d'UVES ($R \sim 40\,000$). Nous avons également adopté un échantillonnage avec un pas de longueur d'onde de 0.02 nm afin de satisfaire le critère de Nyquist-Shannon.

8.2.4 Grille de référence et liste de raies adoptée

Grille AMBRE pour le Pb

Sur la base de la discussion précédente, nous avons calculé une grille de référence à haute résolution spectrale avec un pas initial de longueur d'onde de 0.001 nm et couvrant 4 nm autour de notre raie de plomb sélectionnée. Cette grille a ensuite été convoluée pour simuler une résolution spectrale de 40 000 et rééchantillonnée comme les spectres observés (pas de 0.02 nm). Cette grille 5D est composée de 478 400 spectres. Les domaines couverts par les paramètres atmosphériques sont $3600\text{K} \leq T_{\text{eff}} \leq 8000\text{K}$ (par pas de 250K si $T_{\text{eff}} > 4000\text{K}$, 200 K en dessous), $+0.0 \leq \log(g) \leq +5.5$ (par pas de 0.5), et $-2.5 \text{ dex} \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq$

+1,0 dex (par pas de 0.25 dex). Jusqu'à 13 valeurs de $[\alpha/\text{Fe}]$ ont été considérées pour chaque valeur de la métallicité en fonction de la disponibilité des modèles MARCS (avec des pas de 0.1 dex). Pour chaque combinaison de ces principaux paramètres atmosphériques, nous avons calculé 21 spectres avec des abondances de plomb variant entre $-2.0 \text{ dex} \leq [\text{Pb}/\text{Fe}] \leq 2.0 \text{ dex}$ avec un pas de 0.2 dex, à l'identique des grilles 5D calculées pour *GSP-Spec*.

Pour ce calcul de grille, nous avons adopté la version 19.1.4 de TURBOSPECTRUM [Plez, 2012] qui calcule l'opacité du continuum et résout l'équation de transfert radiatif dans les raies pour un modèle atmosphérique donné en supposant un équilibre thermodynamique local. Nous avons également utilisé des modèles MARCS 1D [Gustafsson et al., 2008] calculés sous deux géométries : plan-parallèle et sphérique ($\log(g) \geq 3.5$ et $\log(g) < 3.5$, respectivement) comme pour les grilles *GSP-Spec*. Nous avons adopté les abondances Solaires et les compositions isotopiques de Grevesse et al. [2007] et une relation de vitesse de microturbulence qui dépend de T_{eff} , $\log(g)$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$ en utilisant la deuxième version de la relation empirique GES basée sur des déterminations de vitesse de microturbulence à partir d'échantillons de la littérature (Bergemann et al., en prép.).

Nous avons également convolué la grille 5D avec un profil d'élargissement rotationnel en supposant une vitesse de rotation de 2.0 km/s pour chaque spectre. En ce qui concerne la vitesse macroturbulente, nous avons adopté la relation fournie par Doyle et al. [2014] (dont le domaine de validité des températures est entre 5250 et 6400 K) pour tous les spectres de naines ayant un $\log(g)$ supérieur à 3.7 et également pour les spectres ayant un $\log(g) < 4.0$ lorsque $T_{\text{eff}} > 5250\text{K}$. Pour les étoiles plus chaudes que 6400 K, nous avons adopté la vitesse macroturbulence estimée pour cette valeur de T_{eff} limite afin d'éviter toute extrapolation. Pour les étoiles géantes avec $\log(g) < 3.5$, nous avons utilisé l'Eq. 2 de Hekker and Meléndez [2007] en supposant que les classes de luminosité II, III et IV correspondent respectivement à $\log(g) = 1.5, 2.5$ et 3.5 . Notons que cette relation est valable tant que la température effective est comprise entre 4000 K et 5100 K. Nous avons également utilisé cette relation pour les géantes avec $3.5 < \log(g) < 3.7$ et $T_{\text{eff}} < 5250\text{K}$. Enfin, le profil macroturbulent est gaussien. Selon Takeda and UeNo [2017], nous multiplions chaque vitesse macroturbulente obtenue par un facteur 0.60 car les relations que nous avons utilisées supposent des profils d'élargissement radial-tangent. Nous renvoyons vers la Sect. 3.3.4 pour une présentation plus détaillée des vitesses de macroturbulence.

Liste de raies adoptées

Une liste spécifique de raies atomiques et moléculaires a été établie pour le calcul de cette grille de spectres synthétiques. Comme l'échantillon stellaire AMBRE couvre une large gamme de paramètres atmosphériques, une examination minutieuse des contributions atomiques et moléculaires au spectre a été faite.

Nous avons d'abord commencé par la liste des raies atomiques extraite de la base de données des raies atomiques de la base de donnée VALD [Piskunov et al., 1995, Ryabchikova et al., 2015]. Pour la raie Pb I, nous avons adopté les données atomiques de Biémont et al. [2000] et la structure hyperfine (hfs ci-après) ainsi que le décalage isotopique de Manning et al. [1950]. Une liste de raies de plomb assez similaire a été, par exemple, utilisée par Jonsell et al. [2006]. Pour les transitions moléculaires, nous avons adopté les listes de raies

des espèces suivantes : ^{12}CH et ^{13}CH [Masseron et al., 2014], $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$, $^{12}\text{C}^{13}\text{C}$, $^{13}\text{C}^{13}\text{C}$ [Brooke et al., 2013], $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$, $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ et $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ [Snedden et al., 2014], ^{16}OH (Masseron, comm. priv.), AlH , SiH [Kurucz, 1992], VO [McKemmish et al., 2016] et le TiO (en prenant en compte les isotopologues $^{46-50}\text{TiO}$) [McKemmish et al., 2019].

La Fig. 8.2 montre la contribution des molécules sur les spectres synthétiques autour de la raie de Pb pour Arcturus (panneau de gauche) et le Soleil (panneau de droite), dont les paramètres sont ceux de la Tab. 4.1. Nous remarquons de manière général que les principales molécules contribuant au spectre sont OH, CN et surtout CH.

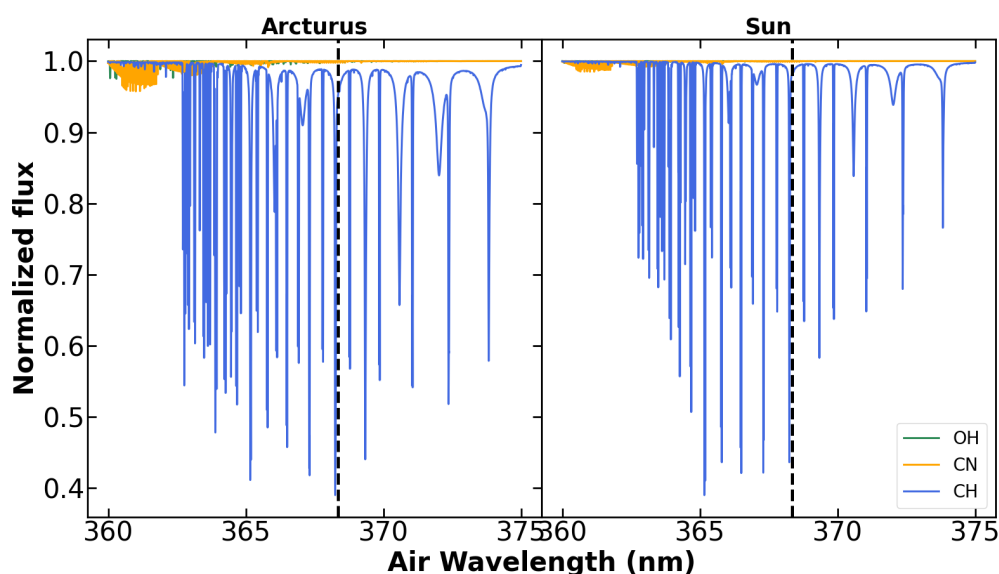


FIGURE 8.2: Contribution des différentes molécules autour de la raie de Pb sur les spectres synthétiques convolués à $R = 40\,000$ pour Arcturus (à gauche) et le Soleil (à droite). Les spectres ont été calculés avec les paramètres de la Tab. 4.1

La raie de plomb sélectionnée est mélangée à une raie de fer dans l'aile rouge (autour de 368.362 nm) et, dans l'aile bleue autour de 368,306 nm, à des contributions de raies de Co I, Fe I et V I, comme nous pouvons le voir dans la Fig. 8.3 pour le Soleil et Arcturus (à la résolution spectrale de UVES).

Afin d'améliorer les éventuels différences entre les spectres observés et synthétiques, nous avons calibré astrophysiquement la force d'oscillateur de 13 contributions atomiques principales sur 0.5 nm autour de la raie Pb en utilisant les spectres du Soleil et d'Arcturus. Aucune calibration astrophysique des données atomiques de la raie du plomb n'a été effectué en raison de leur haute qualité. Nous avons également privilégié une calibration a posteriori des abondances de Pb lorsque cela s'avérait nécessaire (voir ci-dessous). Le spectre observé du Soleil provient de Wallace et al. [2011] alors que nous avons adopté celui d'Arcturus de S4N [Allende Prieto et al., 2004]. Les deux spectres ont été dégradés à $R = 100\,000$ et $40\,000$ pour la calibration. Les spectres synthétiques ont été calculés en adoptant les paramètres atmosphériques et les abondances chimiques rapportées dans la Tab. 4.1. La Tab. 8.1 présente les transitions atomiques calibrées ainsi que les données atomiques utilisées pour la raie du plomb.

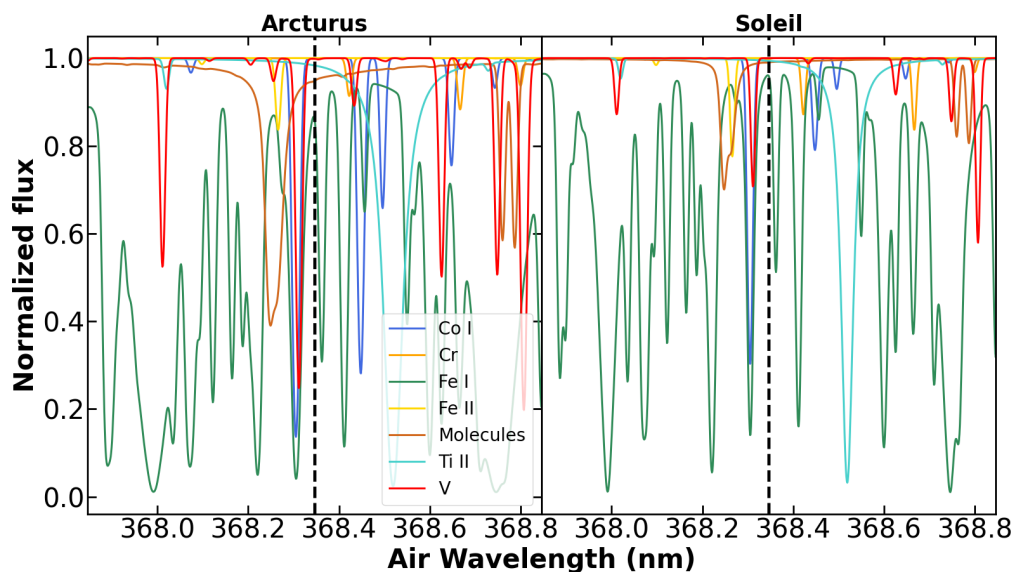


FIGURE 8.3: Identique que la Fig. 8.2 mais pour les espèces atomiques autour de la raie de Pb. Le trait vertical noir indique la position de la raie de Pb.

La Fig. 8.4 illustre la détectabilité de la raie de plomb sur un diagramme de Kiel, similairement aux figures 5.9 et 5.12. Nous remarquons que cette raie de Pb semble très facilement détectable ($[Pb/Fe] > 0.0$ dex) pour les étoiles dont la température effective est inférieure à 5500 K (pour les naines et les géantes) à métallicité Solaire, voire 6500 K pour les étoiles pauvres en métaux ($[M/H] = -1.0$ dex).

8.2.5 Abondances de Pb pour des étoiles avec des paramètres hors de la grille

Au cours de l'analyse, peu d'étoiles (environ 20) avec des paramètres atmosphériques et/ou des abondances de Pb en dehors des limites de la grille 5D ont été identifiées ($[Pb/Fe] > 2.0$ dex et/ou $[Fe/H] < -2.5$ dex). Pour des raisons de temps de calcul et de mémoire RAM allouée, il était impossible d'étendre la grille 5D pour analyser ces étoiles spécifiques avec des paramètres extrêmes. Nous avons donc décidé de traiter ces quelques cas séparément et de dériver leurs abondances de plomb de manière classique, sans utiliser GAUGUIN. A cette fin, nous avons calculé des spectres synthétiques avec les mêmes outils que ceux décrits ci-dessus. Les modèles MARCS ont été interpolés avec les paramètres atmosphériques d'AMBRE et les spectres synthétiques ont été calculés avec différentes abondances de plomb afin de trouver le meilleur accord entre les spectres normalisés observés (fournis par GAUGUIN) et les spectres simulés. Cette procédure a été validée avec quelques étoiles dont les paramètres atmosphériques sont compris dans la grille et pour lesquelles les abondances de Pb dérivées avec GAUGUIN et cette méthode plus classique se sont révélées identiques.

TABLE 8.1: Liste des raies calibrées autour de la raie de Pb (non calibrée)

Élément	Longueur d'onde (Air) (nm)	E (ev)	$\log gf$ Adopté (dex)
<i>Raies Calib.</i>			
Cr II	368.4224	4.944	-1.200
Fe I	368.2167	2.998	-1.200
Fe I	368.2210	2.940	-0.200
Fe I	368.2212	3.301	-2.400
Fe I	368.2244	3.546	-0.000
Fe I	368.2738	3.301	-3.300
Fe I	368.3054	0.052	-2.700
Fe I	368.3582	3.960	-2.600
Fe I	368.3611	3.301	-2.300
Fe I	368.3629	2.484	-2.800
Fe I	368.4107	2.727	-0.500
Fe I	368.4137	3.301	-0.900
Fe II	368.2658	4.479	-2.250
<i>Raies de Pb</i>			
Pb I	368.3479	0.970	-2.342
Pb I	368.3470	0.970	-1.239
Pb I	368.3481	0.970	-1.683
Pb I	368.3442	0.970	-1.382
Pb I	368.3460	0.970	-0.754

8.3 Catalogue AMBRE d'abondances de Pb

Nous présentons dans cette section les différentes étapes qui ont été adoptées pour construire le catalogue AMBRE des abondances de plomb, c'est-à-dire le traitement des répétitions (car plusieurs spectres sont disponibles pour certaines étoiles), l'estimation des incertitudes et la sélection des abondances les mieux dérivées.

8.3.1 Abondances de Pb dans le Soleil

Notre procédure automatique conduit à l'ajustement entre les spectres observés du Soleil et les spectres synthétiques (après calibration de la liste des raies) présentés dans la Fig. 8.5. Nous rappelons que la grille synthétique a été calculée sans calibrer les données atomiques de la raie de plomb et en supposant les abondances chimiques Solaires de [Grevesse et al. \[2007\]](#).

Pour cette validation, nous avons adopté les spectres Solaires de [Wallace et al. \[2011\]](#)

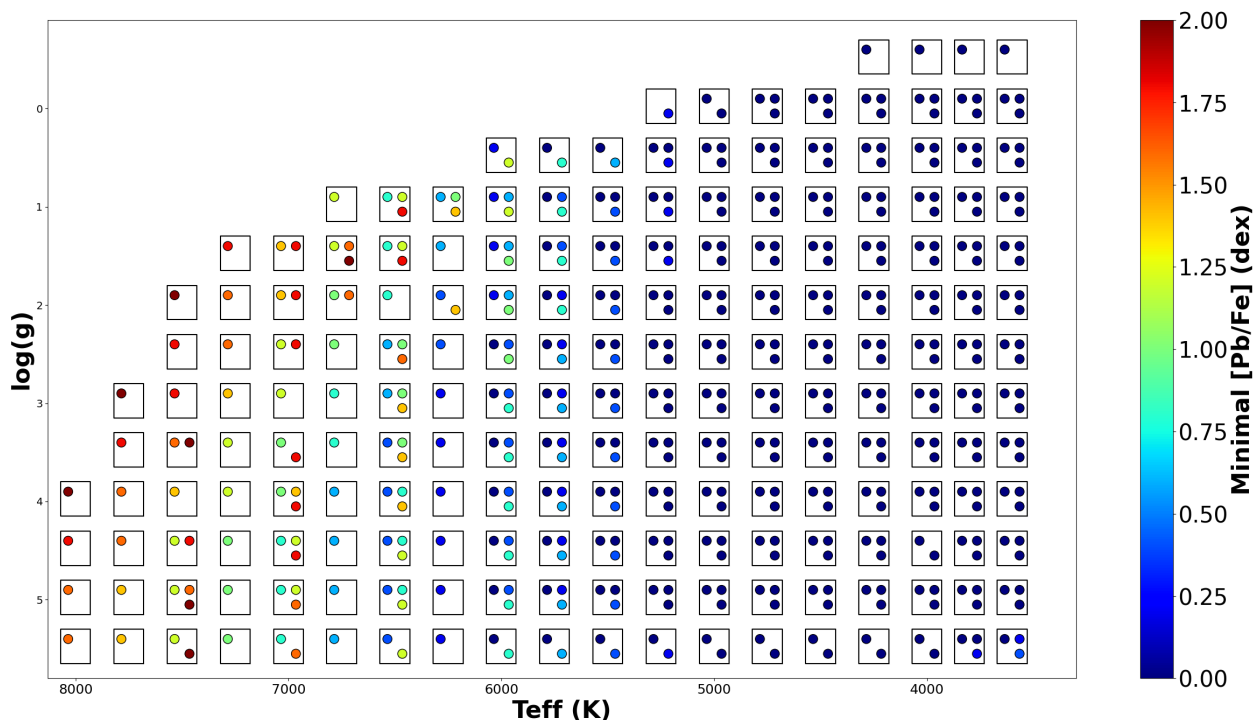


FIGURE 8.4: Diagramme de Kiel coloré selon la plus faible abondance de plomb (en dex) qui pourrait être détectée dans un spectre dont le flux normalisé au cœur de la raie est 1% plus profond que celui d'un spectre de référence avec $[\text{Pb}/\text{Fe}] = -2.0$ dex. Pour chaque combinaison de température effective et de gravité de surface, nous avons estimé cette abondance de plomb minimale pour trois valeurs de $[\text{M}/\text{H}]$: 0.0, -0.5 et -1.0 dex (de haut en bas et de gauche à droite dans chaque petit carré).

dégradés à $R = 40\,000$. Cela conduit à $A(\text{Pb})^2 = 1.80$ pour le Soleil. Cette abondance est entièrement compatible avec les valeurs photosphériques de Pb Solaire publiées précédemment par [Anders and Grevesse \[1989\]](#) (modèle 1D; $A(\text{Pb})=1.85$), [Asplund et al. \[2009\]](#) (modèle 3D; $A(\text{Pb})=1.75$), [Grevesse et al. \[2015\]](#) (considérant leur valeur obtenue avec des modèles 3D LTE; $A(\text{Pb})=1.80$). Néanmoins, nous notons que les abondances photosphériques Solaires sont souvent plus faibles que les valeurs météoritiques obtenues à partir des chondrites carbonées CI [Lodders et al. \[2009\]](#) avec des différences atteignant environ 0.25 dex. La région spectrale assez complexe sur laquelle se trouve la raie de plomb pourrait justifier de tels écarts dans les abondances. Les modèles atmosphériques sélectionnés ainsi que d'autres hypothèses physiques (1D/3D, LTE/NLTE...) pourraient également expliquer de telles divergences. Par exemple, [Mashonkina et al. \[2012\]](#) ont estimé une correction NLTE jusqu'à 0.20 dex pour le Soleil en adoptant la même raie Pb que la nôtre. Enfin, notons que les articles cités précédemment ont également favorisé la même raie Pb que celle étudiée dans ce travail.

Pour conclure, notre méthode semble donner des résultats satisfaisants, avec une abondance Solaire de $A(\text{Pb}) = 1.80$.

2. $A(\text{Pb}) = [\text{Pb}/\text{Fe}] + A(\text{Pb})_{\odot}$, où $A(\text{Pb})_{\odot} = \log(n_{\text{Pb}}/n_{\text{H}}) + 12$ avec n_{Pb} étant le nombre d'atomes de Pb par unité de volume.

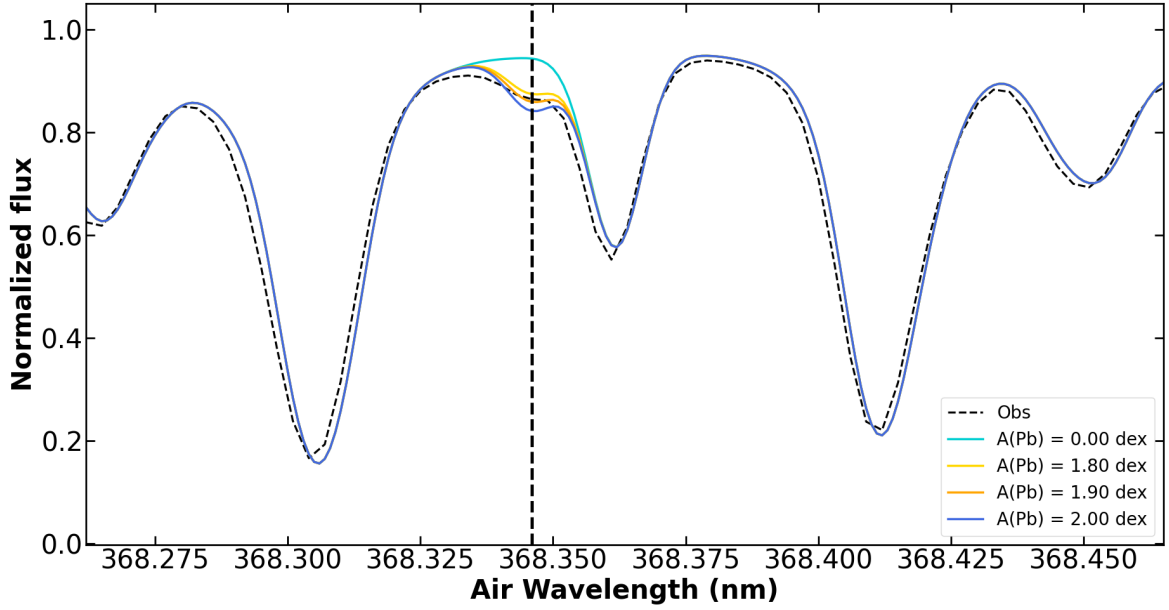


FIGURE 8.5: Comparaison entre le spectre observé de Wallace et al. [2011] et un spectre synthétique (interpolé aux paramètres atmosphériques du Soleil provenant de la Tab. 4.1) pour différentes valeurs de $A(\text{Pb}) = 0.00, 1.80, 1.90$ et 2.00

8.3.2 Sélection des meilleurs spectres

Dans certains cas, GAUGUIN n'a pas été en mesure de déterminer des abondances de plomb exploitables en raison d'un rapport S/N trop faible, de raies de plomb trop faibles, de spectres pollués par des rayons cosmiques. En outre, une raie de plomb trop faible peut être indétectable dans les spectres stellaires à rotation élevée. Nous n'avons donc considéré par la suite que les étoiles à rotation lente dans notre procédure en filtrant avec le paramètre $FWHM_{CCF}$ (Full Width at Half Maximum of the Cross-Correlation Function) qui est une quantité déterminée lors de la paramétrisation AMBRE et à partir de laquelle l'estimation de la vitesse radiale (V_{Rad} ci-après) des spectres est effectuée. Ce paramètre prend en compte plusieurs effets d'élargissement tels que la rotation et les vitesses de macro-turbulence. Nous avons sélectionné des spectres avec $FWHM_{CCF} < 15$ km/s, en suivant les études précédentes d'AMBRE [Guiglion et al., 2016, Perdigon et al., 2021]. Cette sélection supprime 13.4 et 18.4% des spectres de l'échantillon initial de UVES (en considérant les deux configurations) et de FEROS, respectivement (soit un total de 1467 spectres rejetés).

D'autre part, pour ne sélectionner que les meilleures abondances pour les spectres bruités, nous avons systématiquement rejeté tous les spectres dont la valeur d'abondance est inférieure à 2.3 fois la limite supérieure pour les géantes (définie comme $\log(g) \leq 3.5$) et 2.80 pour les naines ($\log(g) > 3.5$). Pour sélectionner ces seuils, nous avons examiné plusieurs spectres observés de différents types spectraux et choisi visuellement la valeur au-dessus de laquelle la raie ne peut pas être confondue avec du bruit. De plus, il faut noter que la limite supérieure théorique représente ici l'abondance la plus faible qui pourrait être déterminée à partir des paramètres atmosphériques dérivés de la paramétrisation d'AMBRE pour une valeur de S/N donnée. Cette valeur agit de manière analogue au flap XU_{pLim}

de *GSP-Spec* que nous avons défini dans la Sect. 5.2.1 et que nous avons utilisé dans les Chapitres précédents. Finalement, nous avons sélectionné 1341 spectres stellaires (15.4% de l'échantillon initial) avec nos critères très stricts de sélection.

8.3.3 Estimation des incertitudes

Différentes sources d'incertitudes ont un impact sur la détermination de l'abondance et leur importance respective a été évaluée.

Tout d'abord, nous avons quantifié l'impact du bruit spectral sur la détermination de l'abondance. En utilisant la méthode décrite dans la section précédente, nous avons analysé chaque spectre observé 1000 fois successivement. A notre connaissance, c'est le premier travail qui étudie un si grand nombre d'étoiles autant de fois pour obtenir des abondances et une estimation précise de leur erreur associée induite par le S/N . A partir des quartiles Q_{84} et Q_{16} présentés dans la section 8.2.2, la dispersion autour de la valeur médiane (Q_{50}) et définie comme :

$$\sigma_{MC} = \frac{Q_{84} - Q_{16}}{2} \quad (8.1)$$

σ_{MC} est notre estimateur d'erreur d'abondance adopté. Cela signifie qu'il y a une probabilité de 68% que l'abondance de plomb soit trouvée à l'intérieur de σ_{MC} . Cependant, nous avons décidé de présenter Q_{84} et Q_{16} séparément pour chaque étoile dans la Sect. 8.3.4 car les barres d'erreur ne sont pas toujours symétriques.

Sensibilité des abondances de Pb au S/N pour différents types stellaires

Parmi les 1341 spectres avec une abondance sélectionnée, 4% et 0.2% des spectres ont un σ_{MC} plus grand que 0.10 et 0.20 dex, respectivement. Pour illustrer les erreurs typiques induites par les spectres de bruit, nous reportons dans la Tab. 8.2 la variation moyenne de $[Pb/Fe]$ des spectres qui se rapprochent pour trois types stellaires principaux (géante froide, naine froide et type Solaire) et pour deux valeurs de S/N (65 et 110). Les valeurs présentées sont calculées dans un intervalle de ± 150 K autour de la température centrale des trois types stellaires et ± 15 autour du S/N indiqué. Le nombre de spectres (N_S) utilisés pour le calcul des quantités présentés est également indiqué. Comme prévu, σ_{MC} diminue avec l'augmentation de S/N , conduisant à de faibles dispersions pour les spectres à fort S/N ($\lesssim 0.05$ dex). Nous rappelons que σ_{MC} prend en compte certaines erreurs internes possibles de l'ensemble de la procédure comme la normalisation du continuum, la qualité des spectres, la correction des vitesses radiales.

Sensibilité des abondances de Pb aux incertitudes typiques sur les paramètres atmosphériques

Ensuite, nous avons estimé la sensibilité de l'abondance du plomb aux incertitudes typiques des paramètres atmosphériques déterminés par l'analyse AMBRE. La Tab. 8.3 présente les incertitudes moyennes de $[Pb/Fe]$ causées séparément par une différence de T_{eff} ,

TABLE 8.2: Sensibilité des abondances de Pb au S/N pour différents types stellaires. N_S est le nombre de spectres utilisées pour fournir la valeur de σ_{MC} , par type stellaire.

	Naine froide		Naine intermédiaire		Type Solaire	
T_{eff}	~ 4500 K		~ 5100 K		~ 5700 K	
S/N	~ 65	~ 110	~ 65	~ 110	~ 65	~ 110
σ_{MC}	± 0.05	± 0.04	± 0.05	± 0.03	± 0.05	± 0.04
N_S	28	9	17	21	35	50

$\log(g)$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ de ± 120 K, 0.25 et 0.10 dex, respectivement, ainsi que la somme quadratique de ces trois quantités (notée Δ_{Atm} ci-après) pour les trois mêmes types stellaires décrits dans le tableau précédent. Nous remarquons que $[\text{Pb}/\text{Fe}]$ est plus sensible à l'incertitude sur la température, en particulier pour les géantes froides. Même si les raies sont plus visibles dans les spectres de ces étoiles, le placement du niveau de continuum est fortement impacté par la présence de nombreuses raies atomiques et moléculaires et peut conduire à des profondeurs de raies mal définies. Enfin, nous notons que les erreurs de $v_{\text{micro}} \pm 1$ km/s et $[\alpha/\text{Fe}] \pm 0.10$ dex n'ont pas d'effet significatif sur la valeur de l'abondance. Ce dernier point peut s'expliquer par l'absence de raies d'éléments α comme le TiO dans le domaine spectral étudié, comme nous l'avons vu dans la Fig. 8.2. Nous notons également que les erreurs obtenues en faisant varier T_{eff} et $\log(g)$ incluent également les changements de vitesse macroturbulence puisque sa valeur est modifiée selon la relation évoquée ci-dessus. Enfin, Δ_{Atm} a été calculé séparément pour chaque spectre d'étoile.

TABLE 8.3: Sensibilité des abondances de Pb aux incertitudes typiques sur les paramètres atmosphériques

	Naine froide	Naine tiède	Type Solaire
$\Delta T_{\text{eff}} = \pm 120$ K	± 0.09	± 0.06	± 0.06
$\Delta \log(g) = \pm 0.25$	± 0.02	± 0.04	± 0.02
$\Delta [\text{M}/\text{H}] = \pm 0.04$	± 0.04	± 0.04	± 0.04
Δ_{Atm}	± 0.10	± 0.08	± 0.07

8.3.4 Catalogue AMBRE final

Comme nous l'avons déjà évoqué, notre échantillon est composé d'un grand nombre d'étoiles pour lesquelles plusieurs spectres sont disponibles. De manière similaire à la procédure adoptée par Santos-Peral et al. [2020], Perdigon et al. [2021], nous avons effectué un recoupement entre Gaia ID [Gaia Collaboration et al., 2020] et le catalogue AMBRE. Parmi les 1341 spectres ayant passé les critères de sélection présentés dans Sect. 8.3.2 (suppression des forts rotateurs, trop faible S/N , pas de raies "détectées"), nous avons trouvé 698 étoiles différentes dont 32.1% de géantes ($\log(g) < 3.5$). La Fig. 8.6 montre ces étoiles sur un diagramme de Kiel, codé en couleur par leur métallicité (panneau de gauche) et leur abondance de Pb (panneau de droite).

Par ailleurs, nous trouvons que 72.4 % des étoiles n'ont qu'un seul spectre alors que 3.5% ont plus de 10 répétitions. La gamme de métallicité des étoiles varie de ~ -2.9 dex à $\sim +0.6$ dex avec des abondances de plomb allant de ~ -0.7 dex à 3.3 dex. Pour chaque étoile, nous avons vérifié que les répétitions ont un ensemble de paramètres stellaires très cohérents entre eux. Nous avons en effet systématiquement rejeté les étoiles dont l'écart-type entre les répétitions sont supérieurs à 110K, 0.5 et 0.5 dex pour T_{eff} , $\log(g)$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$, respectivement.

Nous présentons le catalogue final AMBRE des abondances de plomb LTE dans la Tab. 8.4. Avec près de 700 étoiles, ce catalogue de plomb AMBRE est donc le plus important jamais publié à ce jour dans une telle gamme de métallicité (comme nous l'avons déjà vu sur la Fig. 8.1). Notons que qu'une comparaison de nos abondances de plomb LTE avec la littérature est présentée dans la section suivante.

Dans cette Tab. 8.4, nous présentons pour chaque étoile, le nombre de répétitions disponibles (c'est-à-dire le nombre de spectres ayant passé les critères de sélection), l'identifiant de l'étoile (Gaia DR3 ou nom HD), le T_{eff} $\log(g)$ $[\text{Fe}/\text{H}]$ $[\alpha/\text{Fe}]$ et $[\text{Pb}/\text{Fe}]$ (valeur Q_{50} moyen). Pour chaque étoile, la moyenne de Q_{84} et Q_{16} (incertitudes sur le $[\text{Pb}/\text{Fe}]$) est également donnée ainsi que le Δ_{Atm} qui représente la somme quadratique des erreurs causées par les incertitudes sur les paramètres atmosphériques comme décrit dans la section 8.3.3

En tenant compte de toutes les sources d'incertitude (somme quadratique des quantités Δ_{Atm} et σ_{MC}), nous trouvons une moyenne (pour toutes les étoiles présentes dans le catalogue) d'environ 0.10 dex avec un écart-type de 0.04 dex. Nous avons également constaté que la moyenne (sur toutes les étoiles) de la dispersion sur les mesures de plomb (pour les étoiles ayant plus d'une répétition) est d'environ 0.04 dex. Nous pouvons donc conclure que les abondances de plomb calculées présentent une très bonne cohérence et précision des mesures entre-elles.

TABLE 8.4: Extrait du catalogue AMBRE des abondances de Pb.

N_{spec}	Gaia DR3	T_{eff}	$\log(g)$	$[\text{Fe}/\text{H}]$	$[\alpha/\text{Fe}]$	Q_{50}	Q_{16}	Q_{84}	Δ
1	388477555338292736	4562.8	1.16	-0.09	0.22	-0.33	-0.27	-0.35	0.06
1	3886926264506077312	5261.3	4.45	-0.56	0.24	-0.13	-0.08	-0.14	0.02
4	3890890484960606720	5683.2	4.43	-0.08	0.05	-0.03	-0.02	-0.07	0.11
1	3899919335146579840	5741.7	4.27	0.06	0.03	-0.13	-0.09	-0.17	0.02
1	3901957795343985152	5023.5	4.58	-0.05	0.07	-0.33	-0.31	-0.39	0.07
7	4109030160308317312	5092.6	4.77	-0.33	0.18	0.16	0.18	0.13	0.16
.
.

8.3.5 Premiers résultats

La Fig. 8.7 présente les abondances de plomb des étoiles du catalogue AMBRE Pb en fonction de leur métallicité codé en couleur avec le nombre d'étoiles (panneau de gauche), la T_{eff} (panneau central) et $\log(g)$ (panneau de droite).

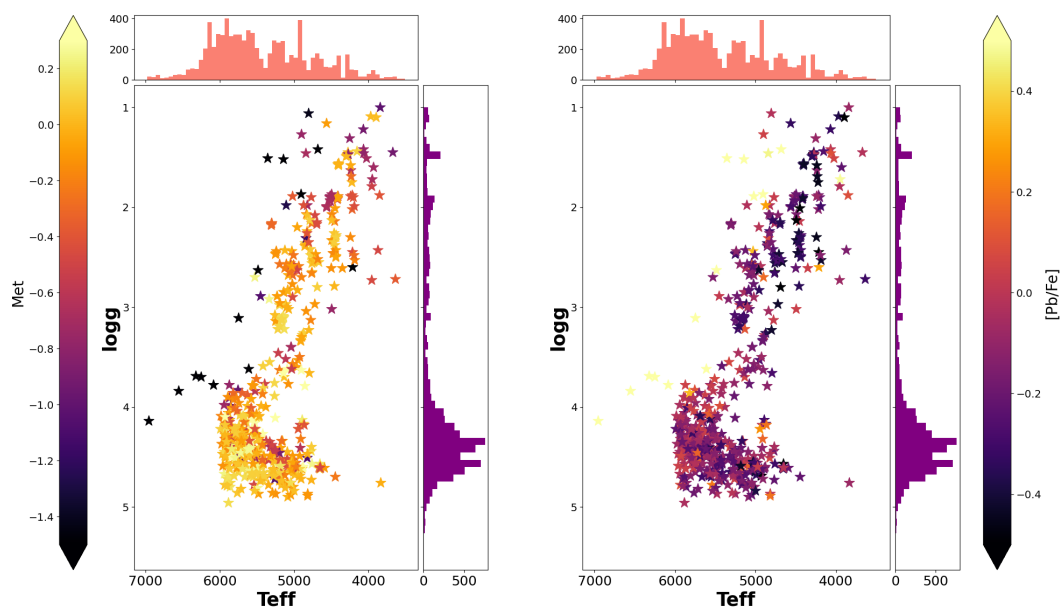


FIGURE 8.6: Diagramme de Kiel codé en couleur par la métallicité (panneau de gauche) et les abondances de Pb (panneau de droite).

Nous notons l'existence d'étoiles très enrichies en Pb et très pauvres en métaux ($[M/H] < -2.0$ dex). Ces étoiles seront étudiées dans le futur en comparant certaines de ces étoiles avec des abondances de Pb de la littérature.

Nous pouvons également remarquer une tendance relativement plate des abondances de Pb jusqu'à $[M/H] < -0.5$ puis les abondances de Pb semblent décroître vers les métallicités croissantes. Cette relation entre les abondances de Pb et la métallicité semble correspondre au modèles d'évolution chimique de Prantzos et al. [2018], comme nous pouvons le voir sur la Fig. 8.1. Cependant, cette comparaison préliminaire devra être développée en sélectionnant un échantillon de travail ne représentant que le contenu en Pb de la Voie Lactée, car nous relevons la présence de quelques étoiles AGB (une quinzaine). Par ailleurs, nous remarquons une tendance entre les abondances de Pb et T_{eff} et $\log(g)$. Les étoiles plus froides semblent plus pauvres en Pb, ce qui pourrait être relié à un soucis de détermination de l'abondance de Pb au vu de leur spectre complexe. Nous étudierons ce point dans le futur.

Enfin, une étude de ces abondances, complétées avec des données dynamiques et cinématiques (similairement à ce qui a été fait pour le Ce dans le Chap. 6) permettra de séparer les étoiles des différentes composantes de la Galaxie (disque mince, disque épais, halo Galactique) et étudier le contenu en Pb dans ces composantes.

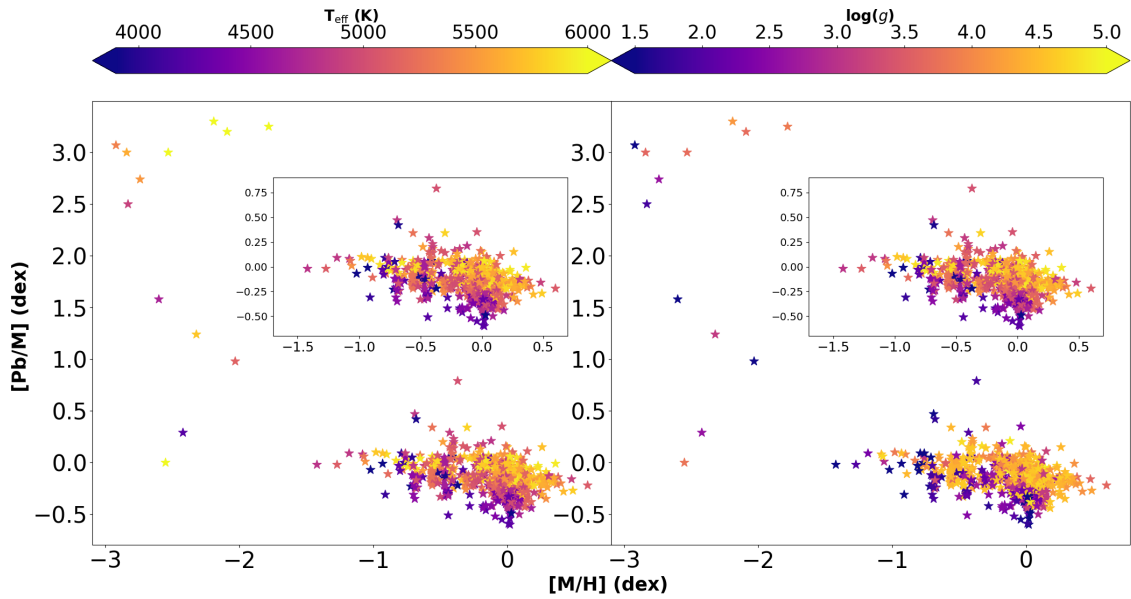


FIGURE 8.7: Distribution des abondances de Pb en fonction de la métallicité, codé en couleur par T_{eff} (panneau de gauche) et $\log(g)$ (panneau de droite). Un zoom pour les étoiles ayant une métallicité supérieure à -1.5 dex est également montré.

8.3.6 Abondances de Pb dans les étoiles Gaia de référence

Parmi les étoiles de la Tab. 8.4, nous avons trouvé 14 étoiles Gaia de référence (GBS), qui sont des étoiles couramment utilisées pour calibrer et/ou valider les relevés spectroscopiques puisque leurs paramètres atmosphériques ont été déterminés de manière précise.

Pour certains d'entre-elles, ces paramètres atmosphériques diffèrent légèrement de ceux dérivés d'AMBRE car les techniques d'analyse et les données observées diffèrent. Par souci de cohérence avec les valeurs déjà publiées, nous avons recalculé leur abondance en plomb en adoptant les paramètres atmosphériques de [Jofré et al. \[2018\]](#). Les résultats sont présentés dans la Tab. 8.5, qui est structuré de manière similaire à la Tab. 8.4. Notons que le $[\alpha/\text{Fe}]$ adopté est la moyenne des abondances individuelles de Mg, Si, Ca et Ti de [Jofré et al. \[2018\]](#). À l'exception de HD120283, pour laquelle nous avons trouvé une différence $[\text{Pb}/\text{Fe}]$ de 0.15 dex par rapport à Tab. 8.4 et qui résulte d'une différence de T_{eff} d'environ 220 K, nous remarquons que ces nouvelles abondances $[\text{Pb}/\text{Fe}]$ rapportées dans Tab. 8.5 ne diffèrent que de quelques centièmes de dex par rapport à celles de la Tab. 8.4. Ces différences minimales sont complètement expliquées par les petites différences sur les paramètres atmosphériques AMBRE différents de ceux de [Jofré et al. \[2018\]](#).

TABLE 8.5: Abondances de Pb pour les Etoiles Gaia de référence en adoptant les paramètres atmosphériques de Jofré et al. [2018].

Star	Gaia DR3 or HD	N_S	$T_{\text{eff}}(\text{K})$	$\log(g)$	[Fe/H]	$[\alpha/\text{Fe}]$	[Pb/Fe]	Q_{16}	Q_{84}
HD140283	6268770373590148224	1	5522	3.58	-2.36	0.03	1.06	0.91	1.17
18 Sco	4345775217221821312	4	5810	4.44	0.03	0.02	0.00	-0.05	0.01
α Tau	HD29139	1	3927	1.11	-0.37	0.11	-0.15	-0.27	-0.01
β Hyi	4683897617110115200	3	5873	3.98	-0.04	-0.02	-0.03	-0.07	-0.01
ϵ Eri	5164707970261890560	210	5076	4.61	-0.09	0.03	0.20	0.19	0.24
ϵ For	5071514326764428544	4	5123	3.52	-0.60	0.33	-0.10	-0.13	-0.06
ϵ Vir	3736865265441207424	1	4983	2.77	0.15	-0.07	0.10	0.01	0.20
μ Ara	5945941905576552064	1	5902	4.30	0.35	0.00	-0.01	-0.09	0.00
τ Cet	2452378776434477184	13	5414	4.49	-0.49	0.23	-0.03	-0.05	-0.02

8.4 Bilan et perspectives

Dans ce chapitre, nous nous sommes concentrés sur les abondances de Pb dans le cadre du projet AMBRE. Cet élément lourd du troisième pic des éléments s est extrêmement peu étudié dans la littérature. Nous avons sélectionné une raie de Pb I (souvent utilisée pour déterminer les abondances de Pb dans le Soleil) située à 368.346 nm. Nous avons calibré la liste de raie atomique hormis celle du plomb pour laquelle les données atomiques de Biémont et al. [2000] ont été adoptées, en se basant sur des spectres à haute résolution du Soleil et d'Arcturus.

Nous avons ensuite créé une grille de spectres synthétiques grâce à laquelle les 5998 spectres observés provenant des instruments UVES et FEROS et qui paramétrés par AMBRE avec des outils similaires à ceux utilisés par le module *GSP-Spec* dans le cadre de la mission Gaia.

Puis nous avons sélectionné les meilleures abondances de Pb en filtrant sur différents paramètres (S/N , largeur à mi-hauteur des raies indiquant la vitesse de rotation stellaire, distance par rapport à la limite de détection) et obtenu 1341 spectres avec une abondance de Pb fiable. Nous avons également dérivé les incertitudes sur l'estimation des abondances, ces dernières pouvant être reliées à la sensibilité de la raie de Pb au S/N en fonction du type spectral ou aux incertitudes typiques sur les paramètres atmosphériques.

Nous avons regroupé les spectres appartenant aux mêmes étoiles grâce à leur Gaia ID, et nous obtenons ainsi les abondances de Pb pour 698 étoiles différentes avec un domaine très large de métallicités allant de -2.9 dex à 0.6 dex avec des abondances de Pb allant de -0.7 à 3.3 dex. Notre catalogue AMBRE d'abondances est donc le plus grand jamais publié à ce jour.

Afin de finaliser ce projet, nous devons tout d'abord comprendre l'origine de la dépendance des abondances de Pb en fonction de la température. Ceci va être analysé dans le futur. Nous discuterons des perspectives de ce projet dans le prochain (et dernier) Chapitre de ce manuscrit.

CONCLUSIONS ET PERSPECTIVES

9.1	Principaux résultats présentés dans cette thèse	226
9.1.1	Liste de raies <i>GSP-Spec</i> pour l'analyse des spectres Gaia/RVS	226
9.1.2	Contenu en cérium de la Voie lactée révélé par les abondances Gaia/ <i>GSP-Spec</i>	226
9.1.3	Production d'éléments <i>s</i> dans les étoiles AGB	228
9.1.4	Le Plomb dans la Voie Lactée	229
9.2	Perspectives : production d'éléments lourds dans les intérieurs stellaires et évolution chimique de ces éléments dans la Voie Lactée	230
9.2.1	Abondances de Pb	230
9.2.2	Futurs catalogues Gaia	231
9.2.3	Abondances de nouveaux éléments lourds dans la DR4 Gaia	231
9.2.4	Modèles d'évolution chimique incluant des yields du processus <i>i</i>	232
9.3	Synthèse	233

Le but de cette thèse était d'étudier la Voie Lactée et les étoiles qui la compose, sous le prisme de leurs composition chimiques (en particulier les éléments lourds formés par capture e neutrons lents) grâce à l'analyse d'échantillons statistiquement significatifs.

Nous avons tout d'abord rappelé d'un point de vue historique et physique les travaux expliquant pourquoi les étoiles brillent. Il a fallu attendre le XX^e siècle pour comprendre que la luminosité des étoiles provenait des réactions nucléaires dans leur intérieur. Cependant, l'évolution et la durée de vie des étoiles dépend de plusieurs paramètres dont principalement leur masse. De plus, toutes les étoiles ne produisent pas les mêmes éléments chimiques car elles sont le siège de réactions nucléaires spécifiques.

Il existe différents processus de formation des espèces chimiques. La fusion nucléaire (fusion de deux éléments plus légers en un élément plus lourd) fournit de l'énergie et est responsable de la luminosité des étoiles. Cette fusion nucléaire produit des éléments jusqu'au pic du fer. Au delà, ces réactions deviennent endothermes. Par conséquent, les éléments lourds sont principalement formés par capture de neutrons, qui deviennent alors des protons via la désintégration β , forment de nouvelles espèces atomiques. Les deux principaux processus de formation des éléments lourds sont le processus s (pour les neutrons lents) et r , s désignant "slow" et r "rapid" (pour les neutrons plus énergétiques), en comparaison avec la décroissance β .

Les isotopes formés via le processus r sont fabriqués au cours d'évènements très énergétiques et/ou avec des densités de neutrons très importantes comme les Supernovæ de type II ou la collision d'étoiles à neutrons.

Au contraire, les éléments s sont principalement formés dans les étoiles massives et les étoiles sur la branche asymptotique des géantes (AGB). En examinant la distribution des abondances Solaires en fonction du numéro atomique, on remarque que ces éléments s sont concentrés autour de trois pics : Sr-Y-Zr (premier pic), Ba-La-Ce (second pic) et un dernier pic autour du Pb. Ce sont sur ces éléments s que nous nous sommes concentrés au cours de cette thèse.

Pour cela, nous avons utilisé les abondances publiées dans le troisième relevé de la mission Gaia, mission dans laquelle j'étais impliqué en étant membre du Data Processing and Analysis Consortium. Ce catalogue contient des paramètres atmosphériques et des abondances chimiques, ainsi que des flags de qualité : (les *flags_gspspec*) pour jusqu'à 5.6 millions d'étoiles paramétrées par le module *GSP-Spec*. Ces données proviennent de la comparaison entre les spectres observés par le spectrographe à bord de Gaia (Radial Velocity Spectrometer, RVS) et une grille de spectre synthétiques qui se base sur une liste de raies que nous avons optimisée dans le cadre de cette thèse [Contursi et al., 2021].

Grâce à ces données spectroscopiques et notamment les abondances de Ce et Nd (éléments s du second pic), publiées dans ce troisième relevé de la mission Gaia, nous avons étudié le contenu en cérium de la Voie Lactée. Nous avons également investigué la production de Ce et Nd dans les AGB paramétrées par *GSP-Spec*.

Enfin, nous avons complété ces études avec l'analyse du plomb, un élément s du troisième pic très peu étudié dans la littérature. Pour cela, nous avons analysé des spectres collectés au sol grâce aux spectres de l'ESO, dans le cadre du projet AMBRE.

Nous rappelons dans la section suivante les principaux résultats obtenus grâce à cette thèse et décrivons certaines perspectives de notre travail dans la Sect. 9.2.

9.1 Principaux résultats présentés dans cette thèse

9.1.1 Liste de raies *GSP-Spec* pour l'analyse des spectres Gaia/RVS

L'analyse automatique des spectres Gaia-RVS réalisée par le module DPAC/*GSP-Spec* afin d'estimer les paramètres atmosphériques et les abondances chimiques individuelles des étoiles s'appuie sur des grilles de spectres synthétiques de référence. Pour calculer ces grilles de spectres, des données atomiques et moléculaires de bonne qualité sont nécessaires. Dans le chapitre 4, nous avons présenté la liste de raies qui a été élaborée afin d'être adoptée dans le cadre du troisième relevé de la mission spatiale Gaia.

Pour quantifier la qualité de cette liste de raies, nous avons utilisé six étoiles de référence représentatives de différentes populations stellaires et ayant des paramètres connus avec précision et des spectres publics de très bonne qualité et à haute résolution spectrale.

Nous avons initié cette étude à partir de la liste de raies produite dans le cadre du Gaia-ESO survey. Nous avons comparé les spectres observés et synthétiques calculés à l'aide des modèles d'atmosphère calculés 1D LTE MARCS et le code TURBOSPECTRUM, pour ces six étoiles de référence et trouvé un bon accord global bien que certaines raies présentent des différences importantes.

Nous avons donc ensuite calibré "astrophysiquement" les données atomiques des raies présentant les désaccords les plus importants afin d'obtenir un meilleur accord pour nos six étoiles de référence. Cette étape nous a conduit à modifier la force d'oscillateur de 170 raies atomiques. Ce travail a été publié dans le journal *Astronomy & Astrophysics* (voir Annexe B) : *GSP-Spec line list for the parametrisation of Gaia-RVS stellar spectra*, [Contursi et al. \[2021\]](#)

Cette nouvelle liste de raies a été adoptée pour la détermination des paramètres atmosphériques et des abondances chimiques de 13 espèces différentes dans la DR3 de Gaia. Parmi ces 13 espèces se trouve une raie de Fe II, identifiée lors de la calibration et dont la nature a été confirmée lors des validations de la DR3 Gaia. Les raies de trois éléments formés par capture de neutrons (zirconium, cérium et néodyme) sont également présentes dans la catalogue *GSP-Spec* et ont motivé l'étude du contenu en Ce de la Voie Lactée et la production de Ce et Nd dans les AGB.

9.1.2 Contenu en cérium de la Voie lactée révélé par les abondances Gaia/*GSP-Spec*

L'objectif du Chapitre 6 était d'explorer la teneur en cérium du disque de la Voie lactée, en utilisant les données chimiques dérivées par le module *GSP-Spec* en sélectionnant un échantillon d'abondances de Ce précises présentées dans le Chap.5.

Nous avons tout d'abord validé ces abondances LTE de cérium *GSP-Spec* avec les données GALAH DR3, APOGEE DR17 et [Forsberg et al. \[2019\]](#) dans la Sect. 5.3. Nous avons trouvé un bon accord global même si GALAH et APOGEE ne semblent pas être sur la même

échelle que *GSP-Spec* et [Forsberg et al. \[2019\]](#). Nous avons ensuite sélectionné des échantillons d'abondances de Ce de bonne qualité en utilisant différentes combinaisons des critères de qualité de *GSP-Spec*.

Les propriétés Galactiques générales des étoiles sélectionnées ont été présentées et discutées. Nous avons constaté que la majorité de ces étoiles sont situées à moins de 1 kpc du Soleil et que l'échantillon est composé uniquement d'étoiles géantes. Elles appartiennent principalement au disque car plus de 95% d'entre elles ont une vitesse totale dans le diagramme de Toomre et un Z_{max} inférieur à 800 pc. Néanmoins, notre échantillon contient également des étoiles pauvres en métaux et riches en cérium appartenant au halo, comme on peut le conclure à partir de leur vitesse, excentricité, abondance de calcium et de leur distribution spatiale. Nous avons également trouvé une jeune population d'étoiles pauvres en cérium, comme cela a déjà été mentionné dans [Gaia Collaboration, Recio-Blanco et al. \[2022\]](#).

Nous avons ensuite étudié l'évolution chimique du cérium dans le disque Galactique. Pour ce faire, nous avons sélectionné un échantillon d'étoiles de haute qualité dans la gamme de paramètres défini par la sensibilité de la raie de Ce en excluant les étoiles AGB froides éventuellement polluées par la production interne d'éléments *s*. Sur la base de ces différents échantillons, nos principaux résultats sont les suivants :

- Les gradients radiaux et verticaux de $[Ce/Fe]$ et $[Ce/H]$ dans le disque ont été estimés. Nous avons trouvé un gradient radial plat de $[Ce/Fe]$ adoptant à la fois le rayon galactocentrique et le rayon guide, en accord avec les résultats précédents. Le gradient radial de $[Ce/H]$ est fortement négatif, en accord avec le gradient radial de métallicité.
- Nous avons également trouvé un fort gradient vertical positif pour $[Ce/Fe]$ et un gradient vertical négatif pour $[Ce/H]$. De plus, nous avons trouvé une légère augmentation de $[Ce/Ca]$ en fonction de $[Ca/H]$ jusqu'à $[Ca/H] < -0.1$ dex, illustrant la contribution ultérieure des étoiles AGB dans l'évolution chimique de la Galaxie par rapport aux SN II, qui sont les principaux producteurs de processus *s* et d'éléments α , respectivement.
- Les abondances de Ce peuvent être bien reproduites par un nouveau modèle d'évolution chimique Galactique à trois infalls comme proposé par [Spitoni et al. \[2023\]](#). Dans ce modèle, une échelle de temps pour la dernière accréation de gaz d'environ 0.8 Gyr est privilégiée.
- 82 étoiles ayant des abondances de Ce appartenant à 53 amas ouverts différents ont été identifiées. Les métallicités moyennes dérivées des OC *GSP-Spec* estimées à partir des étoiles avec des abondances de Ce sont en excellent accord avec celles de la littérature. Les relations entre les $[Ce/Fe]$ moyens, les métallicités et les âges de l'OC ont été discutés. Le gradient radial dérivé des OC en $[Ce/Fe]$ est compatible avec celui estimé à partir des étoiles de champ (dans les barres d'erreur). Une grande proportion de nos amas ouverts sont très jeunes (< 1 Gyr) et montrent une grande dispersion dans les abondances de cérium.

Nous avons ensuite exploré le contenu en Ce du halo Galactique :

- Le rapport d'abondance moyen $[Ce/Fe]$ dans l'amas globulaire M 4 a été estimé grâce à l'identification de quatre de ses étoiles. Nous trouvons que cet amas est enrichi en Ce par rapport au fer.

- Les abondances en cérium de trois sous-structures accrétées du halo Galactique (Helmi Stream, Thamnos et GSE) ont ensuite été discutées. Deux des étoiles de *GSP-Spec* trouvées dans la Helmi Stream avec une abondance de Ce étaient déjà connues dans la littérature. Leurs paramètres atmosphériques ainsi que leur abondance en cérium sont entièrement compatibles avec ceux dérivés par *GSP-Spec*. Notre échantillon permet d’estimer le contenu moyen en [Ce/Fe] dans ces systèmes accrétés. Nous avons trouvé que le courant Helmi pourrait être légèrement sous-abondant en cérium, comparé aux deux autres systèmes, ce qui indiquerait une masse inférieure du progéniteur.

Tous ces résultats confirment l’excellente qualité des données Gaia et de la paramétrisation physico-chimique de *GSP-Spec* pour un élément chimique bien particulier et dont l’analyse n’était pas prévue par les travaux préparatoires à la mission Gaia. A noter que ce travail a été publié dans le journal *Astronomy & Astrophysics* (Annexe B) : **The cerium content of the Milky Way as revealed by Gaia DR3 *GSP-Spec* abundances**, [Contursi et al. \[2023\]](#)

9.1.3 Production d’éléments s dans les étoiles AGB

La production d’éléments s dans les étoiles AGB paramétrées par le module *GSP-Spec* à partir de leurs spectres Gaia/RVS a été étudiée dans le Chapitre 7. Nous avons d’abord confirmé la nature AGB de ces étoiles en examinant leur magnitude absolue dans la bande K en utilisant les distances photogéométriques Gaia [[Bailer-Jones et al., 2021](#)] et la photométrie 2MASS, ainsi que leur localisation dans un diagramme Gaia-2MASS. Leur nature riche en oxygène a également été confirmée. Nous avons ensuite défini un échantillon de haute qualité (*s-process AGB sample*) de 19 544 étoiles AGB avec des abondances de Ce et/ou de Nd après avoir appliqué une combinaison spécifique de *flags_gspspec*. Les abondances de Nd ont été calibrées grâce à l’analyse du spectre d’Arcturus alors qu’aucune calibration n’a été appliquée pour les abondances de Ce, comme on l’a vu précédemment dans la Sect. 5.3.

Nous avons ensuite étudié les propriétés cinématiques et dynamiques de cet échantillon d’étoiles AGB et nous avons trouvé que la majorité des étoiles semble être située dans le disque Galactique. Elles ont en effet une vitesse totale assez faible (< 80 km/s) et un Z_{max} inférieur à 1.0 kpc. Nous avons également trouvé une étoile Halo appartenant à l’amas globulaire M71. Ses paramètres atmosphériques sont entièrement compatibles avec les études de la littérature, mais l’abondance de Nd est plus élevée que l’abondance moyenne des éléments s de l’amas M71. Ceci pourrait s’expliquer par la nature AGB de cette étoile, enrichie en Nd par des événements Dredge-Up successifs. Nous avons également trouvé quatre étoiles appartenant aux systèmes accrétés Helmi, Sequoia, GES et Thamnos. L’étoile de GES a une abondance de Nd plus élevée que celles des autres systèmes. Cette abondance de Nd plus élevée pourrait être liée à une masse plus élevée du progéniteur. Une telle corrélation entre l’abondance des éléments s et la masse du progéniteur a déjà été mise en évidence pour l’yttrium dans [Recio-Blanco et al. \[2021\]](#) et le cérium dans [Contursi et al. \[2023\]](#).

Les propriétés chimiques de notre échantillon ont révélé que, pour une métallicité donnée, les abondances de Ce et de Nd sont plus élevées pour les étoiles plus froides. Ceci est une caractéristique attendue des étoiles AGB et montre l’enrichissement progressif de

leur atmosphère en éléments s lorsqu'il y a plus de TP et d'événements de mélange. De plus, parmi les 19 544 étoiles de l'échantillon initial, 1 713 étoiles ont des abondances de Ce et de Nd de haute qualité. Ces deux abondances sont très bien corrélées. Ceci est attendu car ces deux éléments appartiennent au même pic du processus s et ont donc une origine nucléosynthétique similaire.

La comparaison entre les abondances du processus s de *GSP-Spec* et les yields d'AGBs prédits par les modèles FRUITY et Monash a ensuite été présentée. Ces modèles ont d'abord permis de confirmer la bonne corrélation observée entre les abondances de Ce et de Nd. Nous avons ensuite examiné les deux modèles et trouvé que les étoiles AGB de masse initiale comprise entre ~ 2 et $\sim 4 M_{\odot}$ et de métallicité comprise entre ~ -0.80 et ~ -0.10 dex sont les principaux producteurs de Ce, atteignant $[\text{Ce}/\text{Fe}] > 0.70$ dex. Dans ces étoiles et dans celles de masse inférieure, la principale source de neutrons est $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ et forme préférentiellement des éléments du second pic s , tels que Ce et Nd. Cependant, les modèles de Monash prévoient des abondances de Ce légèrement plus élevées que ceux de FRUITY en raison d'hypothèses physiques et numériques différentes. En revanche, la production de Ce dans les AGBs plus massives ($\sim 5-6 M_{\odot}$) est beaucoup plus faible, car la principale source d'énergie est $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$, conduisant préférentiellement à la formation d'éléments s du premier pic.

Ensuite, nous avons confronté ces modèles aux abondances de Ce. La nature riche en oxygène des étoiles de cet échantillon est en accord avec les prédictions des modèles bien que, pour des métallicités autour de -0.70 dex et des masses autour de $1.50 M_{\odot}$, FRUITY pourrait prédire un enrichissement en carbone de surface trop élevé. Plus important encore, les abondances de Ce prédites et celles de *GSP-Spec* sont totalement compatibles pour les étoiles AGB ayant une masse initiale comprise entre ~ 1.5 et $\sim 2.5 M_{\odot}$ et des métallicités comprises entre ~ -0.5 et ~ 0.0 dex.

Enfin, tous ces résultats confirment l'excellente qualité des données Gaia et des abondances chimiques *GSP-Spec*, conduisant à un très large échantillon d'étoiles AGB avec des abondances chimiques d'éléments du processus s de second pic.

A noter que ce travail a été soumis dans le journal *Astronomy & Astrophysics* (Annexe B) : **Production of s -process elements in AGB stars as revealed by Gaia/*GSP-Spec* abundances.**

9.1.4 Le Plomb dans la Voie Lactée

Dans le Chap. 8, nous nous sommes concentrés sur les abondances de Pb dans le cadre du projet AMBRE. Cet élément s du troisième pic a été très peu étudié dans la littérature car ses faibles raies sont difficiles à analyser. Pour cette étude, nous avons sélectionné une raie de Pb I (souvent utilisée pour déterminer les abondances de Pb dans le Soleil) située à 368.346 nm. Nous avons calibré la liste des raies atomiques voisines de la raie de Pb, en se basant sur des spectres haute résolution du Soleil et d'Arcturus.

Nous avons ensuite créé une grille de spectres synthétiques avec laquelle les 5998 spectres observés provenant des instruments UVES et FEROS ont été analysés. Ces spectres avaient

été au préalable paramétrés par AMBRE avec des outils similaires à ceux utilisés par le module *GSP-Spec* dans le cadre de la mission Gaia.

Nous avons ensuite sélectionné les meilleures abondances de Pb en filtrant sur différents paramètres de qualité des mesures (S/N , $FWHM_{CCF}$, distance par rapport à la limite supérieure) et obtenu 1341 spectres avec une abondance de Pb fiable. Nous avons également déterminé les incertitudes sur l'estimation des abondances, ces dernières pouvant être reliées à la sensibilité de la raie de Pb au S/N , ou bien en fonction du type spectral ou des incertitudes typiques sur les paramètres atmosphériques.

Nous avons ensuite regroupé les spectres appartenant aux mêmes étoiles grâce à leur Gaia ID. Nous avons obtenu ainsi les abondances de Pb pour 698 étoiles différentes, couvrant un domaine très large de métallicités allant de -2.9 dex à 0.6 dex avec des abondances de Pb allant de -0.7 à 3.3 dex. Notre catalogue AMBRE d'abondances est donc le plus grand jamais publié à ce jour.

9.2 Perspectives : production d'éléments lourds dans les intérieurs stellaires et évolution chimique de ces éléments dans la Voie Lactée

Nous avons étudié les abondances du cérium et du néodyme, deux éléments formés par capture lente de neutrons et appartenant au second pic s . Pour cela, nous avons utilisé des échantillons statistiquement très importants et dont les paramètres ont été obtenus grâce au travail du module *GSP-Spec*, dans le cadre du troisième relevé de la mission spatiale Gaia.

Ces éléments lourds sont très importants pour investiguer sur la formation d'étoiles dans le disque et l'évolution chimique de notre Voie Lactée. Ces éléments lourds peuvent également permettre d'analyser plus en détail d'un point de vue chimique les systèmes accrés.

Produits en partie par certaines étoiles AGB, ces éléments s permettent également d'étudier la nucléosynthèse se déroulant dans les intérieurs stellaires et de contraindre les modèles de physique stellaire.

Cependant, bien que de nombreux résultats aient déjà été obtenus dans cette thèse, le domaine de l'archéologie Galactique, notamment lorsqu'il est étudié sous le prisme de l'abondance des éléments lourds est encore en plein essor, grâce aux futurs relevés et projets. Nous allons décrire certaines perspectives de cette thèse ci-dessous.

9.2.1 Abondances de Pb

Dans le Chapitre 8, nous avons obtenu un échantillon d'environ 700 étoiles avec une abondance de Pb, ce qui est, de fait, le plus gros échantillon publié. Cependant, ce travail est encore en cours et de nombreuses questions doivent encore être creusées.

Premièrement, nous avons trouvé une dépendance des abondances de Pb en fonction de la température. Cette dépendance devra être confirmée et sera analysée dans le futur, afin de la corriger si nécessaire.

Nous allons également analyser le contenu de plomb de la Voie Lactée. Pour cela, il faudra définir un échantillon de travail composé des meilleures mesures d'abondances en retirant les étoiles AGB, qui produisent elles-même du Pb et qui seront ensuite étudiées séparément. Nous allons également calculer les orbites de ces étoiles, afin de réaliser une étude complète des abondances de plomb dans les différentes composantes de la Voie Lactée, à l'image de ce qui a été fait dans le Chap. 6 pour ce cérium.

Une autre perspective à ce projet serait de comparer les abondances de Pb de ces étoiles avec celles de Eu (élément r), ou d'autres éléments s du premier ou second pic. En effet, le Pb est un élément du troisième pic et la comparaison avec des éléments s ou des éléments r en fonction de la métallicité permettrait de mieux comprendre les sites de la nucléosynthèse à l'origine de ces différents éléments (c'est à dire la contribution respective des étoiles de masse différente).

Enfin, une autre perspective de ce projet serait de comparer nos observations avec un modèle d'évolution chimique de la Voie Lactée. Ce projet pourrait être réalisé au cours de l'année 2024 avec la collaboration de Gabriele Cescutti et Emanuele Spitoni notamment, lors de mon séjour Post-Doctoral à l'Université de Trieste, dans le cadre d'un instrument en cours de construction (CUBES).

9.2.2 Futurs catalogues Gaia

Le futur de l'archéologie Galactique est prometteur, en grande partie grâce aux futurs catalogues de la mission Gaia. Basé sur 66 mois d'observation (contre 34 pour la DR3), la DR4 de Gaia prévue pour fin 2025 et contiendra une très grande quantité d'informations nouvelles. Pour la spectroscopie, l'observation de plus de spectres pour une même étoile aura pour effet d'augmenter le S/N et donc le nombre d'étoiles pour lesquelles des paramètres atmosphériques et des abondances chimiques pourront être dérivés (environ 33 millions d'étoiles pour la DR4 contre 5.6 millions pour la DR3). La DR5 Gaia, prévue pour fin 2030, contiendra les données finales du satellite Gaia, avec un nombre extrêmement grandissant d'étoiles pour lesquels les paramètres pourront être estimés.

Les futurs catalogues Gaia contiendront assurément d'avantage d'étoiles lointaines appartenant par exemple au halo, mais aussi des abondances de nouveaux éléments, comme nous allons le décrire ci-dessous.

9.2.3 Abondances de nouveaux éléments lourds dans la DR4 Gaia

Dans le Chapitre 7, nous avons étudié la production de deux éléments s du second pic (Ce et Nd) dans les AGB. Nous rappelons qu'à la fin de ce chapitre, nous avons proposé que l'analyse d'autres éléments s du premier pic ou troisième pic (Pb) serait intéressant pour

mieux contraire les yields prédites par les modèles d'AGB et les masses des AGB de notre échantillon.

D'autre part, ces abondances de Ce et Nd pourraient être complétées avec des abondances d'éléments lourds formés via capture rapide de neutrons.

Ces éléments lourds d'autres pics s ou éléments r pourraient provenir de relevés ou de suivis au sol à l'aide de spectrographes à haute résolution à travers des demandes de temps d'observation à l'ESO, mais également grâce aux futurs relevés spectroscopiques (comme WEAVE, 4MOST). L'étude de l'abondance de ces éléments lourds sont également directement relié à mon séjour Post-Doctoral à Trieste, pendant lequel je vais travailler sur le spectrographe CUBES. Par exemple, [Ernandes et al. \[2023\]](#) ont récemment publié une étude concernant les éléments lourds qui pourraient être détectés avec CUBES. Ce spectrographe basé dans l'UV est extrêmement propice à l'étude de l'abondance de ces éléments lourds, car un grand nombre de raies de ces éléments se trouvent dans le domaine de longueurs d'ondes couvert par CUBES (300 - 400 nm). Les auteurs ont conclu que des abondances d'éléments lourds comme le Ge, Hf, Bi et U pourraient être déterminées dans certaines étoiles pauvres en métaux. De telles abondances complémenteraient idéalement les études menées au cours de cette thèse.

De plus, l'estimation des abondances d'éléments r pourrait également être réalisées dans le cadre de la DR4 Gaia. La Fig. 9.1 montre en effet des tests réalisés sur les spectres synthétiques dans le domaine du RVS pour une certaine combinaison de paramètres atmosphériques. Avec une abondance en éléments r de $[r/Fe] = +1.0$ dex, nous voyons que certaines raies de Sm et Gd pourraient être détectées sur les spectres RVS. Ces éléments r seraient un excellent complément aux abondances d'éléments s déjà étudiés et permettraient d'étudier une autre chaîne de nucléosynthèse stellaire. Des tests plus approfondis permettront de déterminer en détail quels types d'étoiles sont principalement visées pour la détermination de ces abondances d'éléments r pour la DR4 de Gaia. Ce travail de prospection qui sera conduit d'ici fin 2023 pourra également être étendu aux autres éléments s du premier pic (aucune raie de Pb n'est disponible dans le domaine spectral du Gaia/RVS).

9.2.4 Modèles d'évolution chimique incluant des yields du processus i

Nous rappelons qu'en complément des processus s et r , le processus i (pour intermédiaire) a été proposé pour la production de certains isotopes d'éléments chimiques formés par captures de neutrons dans des milieux aux densités intermédiaires, entre celles produisant les éléments via le processus s et r .

A ma connaissance, les modèles d'évolution chimiques n'incluent pas encore les yields de ces éléments formés via ce processus i . Il serait intéressant de voir l'impact qu'aurait cet ajout, notamment sur les éléments qui semblent concernés par ce processus comme le tantale, le xénon ou encore le plomb, élément qui a été étudié en détail dans cette thèse.

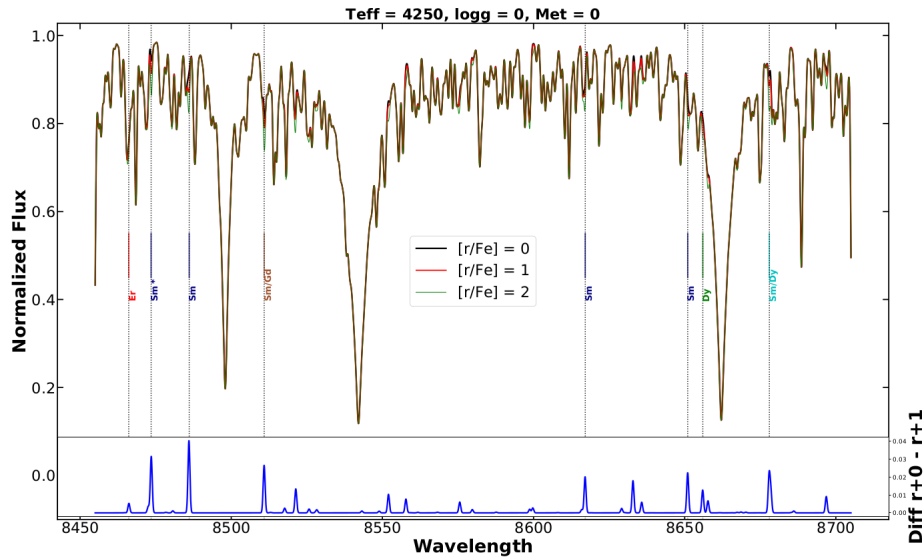


FIGURE 9.1: Spectres synthétiques d'une étoile avec $T_{\text{eff}} = 4250\text{K}$, $\log(g) = 0$, $[M/H] = 0.0$ dex (simulés avec les mêmes outils que ceux utilisés dans cette thèse) sur le domaine de longueur d'onde du RVS en faisant varier les abondances des éléments r (Sm, Eu, Gd, Dy, Ho, Er, Tm, Os, Ir, Pt, Au, Th, U) avec $[r/\text{Fe}] = 0$ (noir), 1 (rouge) et 2 (vert). La différence entre les spectres synthétiques calculés avec $[r/\text{Fe}] = +1.0$ et 0.0 dex est montrée dans le panneau inférieur et indique quelles raies pourraient être analysées pour la DR4 Gaia

9.3 Synthèse

Pour conclure, le futur de l'Archéologie Galactique est brillant. Grâce aux avancées technologiques au sol et surtout dans l'espace, des échantillons de plus en plus nombreux et d'excellente qualité d'abondances chimiques de surface sont disponibles. Cela permet de découvrir de nouvelles propriétés cinématiques, dynamiques et chimiques de différentes composantes Galactiques. Egalement, ces nouvelles données conduisent à des contraintes inédites pour les modèles de physique stellaire ou d'évolution chimique de la Galaxie.

Les futurs relevés spectroscopiques comme WEAVE, 4MOST et MOONS, ainsi que le spectrographe CUBES ou encore les futurs relevés de la mission spatiale Gaia permettront sans doute de révolutionner encore davantage notre compréhension de notre Galaxie et des étoiles qui la compose.

References

References

REFERENCES

- B. P. Abbott, R. Abbott, T. D. Abbott, M. R. Abernathy, F. Acernese, K. Ackley, C. Adams, T. Adams, P. Addesso, R. X. Adhikari, V. B. Adya, C. Affeldt, M. Agathos, K. Agatsuma, N. Aggarwal, O. D. Aguiar, L. Aiello, A. Ain, P. Ajith, B. Allen, A. Allocca, P. A. Altin, S. B. Anderson, W. G. Anderson, K. Arai, M. A. Arain, M. C. Araya, C. C. Arceneaux, J. S. Areeda, N. Arnaud, K. G. Arun, S. Ascenzi, G. Ashton, M. Ast, S. M. Aston, P. Astone, P. Aufmuth, C. Aulbert, S. Babak, P. Bacon, M. K. M. Bader, P. T. Baker, F. Baldacchini, G. Ballardín, S. W. Ballmer, J. C. Barayoga, S. E. Barclay, B. C. Barish, D. Barker, F. Barone, B. Barr, L. Barsotti, M. Barsuglia, D. Barta, J. Bartlett, M. A. Barton, I. Bartos, R. Bassiri, A. Basti, J. C. Batch, C. Baune, V. Bavigadda, M. Bazzan, B. Behnke, M. Bejger, C. Belczynski, A. S. Bell, C. J. Bell, B. K. Berger, J. Bergman, G. Bergmann, C. P. L. Berry, D. Bersanetti, A. Bertolini, J. Betzwieser, S. Bhagwat, R. Bhandare, I. A. Bilenko, G. Billingsley, J. Birch, R. Birney, O. Birnholtz, S. Biscans, A. Bisht, M. Bitossi, C. Biwer, M. A. Bizouard, J. K. Blackburn, C. D. Blair, D. G. Blair, R. M. Blair, S. Bloemen, O. Bock, T. P. Bodiya, M. Boer, G. Bogaert, C. Bogan, A. Bohe, P. Bojtos, C. Bond, F. Bondu, R. Bonnand, B. A. Boom, R. Bork, V. Boschi, S. Bose, Y. Bouffanais, A. Bozzi, C. Bradaschia, P. R. Brady, V. B. Braginsky, M. Branchesi, J. E. Brau, T. Briant, A. Brillet, M. Brinkmann, V. Brisson, P. Brockill, A. F. Brooks, D. A. Brown, D. D. Brown, N. M. Brown, C. C. Buchanan, A. Buikema, T. Bulik, H. J. Bulten, A. Buonanno, D. Buskulic, C. Buy, R. L. Byer, M. Cabero, L. Cadonati, G. Cagnoli, C. Cahillane, J. Calderón Bustillo, T. Callister, E. Calloni, J. B. Camp, K. C. Cannon, J. Cao, C. D. Capano, E. Capocasa, F. Carbognani, S. Caride, J. Casanueva Diaz, C. Casentini, S. Caudill, M. Cavaglià, F. Cavalier, R. Cavalieri, G. Cella, C. B. Cepeda, L. Cerboni Baiardi, G. Cerretani, E. Cesarini, R. Chakraborty, T. Chalermongsak, S. J. Chamberlin, M. Chan, S. Chao, P. Charlton, E. Chassande-Mottin, H. Y. Chen, Y. Chen, C. Cheng, A. Chincarini, A. Chiummo, H. S. Cho, M. Cho, J. H. Chow, N. Christensen, Q. Chu, S. Chua, S. Chung, G. Ciani, F. Clara, J. A. Clark, F. Cleva, E. Coccia, P. F. Cohadon, A. Colla, C. G. Collette, L. Cominsky, M. Constancio, A. Conte, L. Conti, D. Cook, T. R. Corbitt, N. Cornish, A. Corsi, S. Cortese, C. A. Costa, M. W. Coughlin, S. B. Coughlin, J. P. Coulon, S. T. Countryman, P. Couvares, E. E. Cowan, D. M. Coward, M. J. Cowart, D. C. Coyne, R. Coyne, K. Craig, J. D. E. Creighton, T. D. Creighton, J. Cripe, S. G. Crowder, A. M. Cruise, A. Cumming, L. Cunningham, E. Cuoco, T. Dal Canton, S. L. Danilishin, S. D'Antonio, K. Danzmann, N. S. Darman, C. F. Da Silva Costa, V. Dattilo, I. Dave, H. P. Daveloza, M. Davier, G. S. Davies, E. J. Daw, R. Day, S. De, D. DeBra, G. Debreczeni, J. Degallaix, M. De Laurentis, S. Deléglise, W. Del Pozzo, T. Denker, T. Dent, H. Dereli, V. Dergachev, R. T. DeRosa, R. De Rosa, R. DeSalvo, S. Dhurandhar, M. C. Díaz, L. Di Fiore, M. Di Giovanni, A. Di Lieto, S. Di Pace, I. Di Palma, A. Di Virgilio, G. Dojcinoski, V. Dolique, F. Donovan, K. L. Dooley, S. Doravari, R. Douglas, T. P. Downes, M. Drago, R. W. P. Drever, J. C. Driggers, Z. Du, M. Ducrot, S. E. Dwyer, T. B. Edo, M. C. Edwards, A. Effler, H. B. Eggenstein, P. Ehrens, J. Eichholz, S. S. Eikenberry, W. Engels, R. C. Essick, T. Etzel, M. Evans, T. M. Evans, R. Everett, M. Factourovich, V. Fafone, H. Fair, S. Fairhurst, X. Fan, Q. Fang, S. Farinon, B. Farr, W. M. Farr, M. Favata, M. Fays, H. Fehrmann, M. M. Fejer, D. Feldbaum, I. Ferrante, E. C. Ferreira, F. Ferrini, F. Fidecaro, L. S. Finn, I. Fiori, D. Fiorucci, R. P. Fisher, R. Flaminio, M. Fletcher, H. Fong, J. D. Fournier, S. Franco, S. Frasca, F. Frasc-

coni, M. Frede, Z. Frei, A. Freise, R. Frey, V. Frey, T. T. Fricke, P. Fritschel, V. V. Frolov, P. Fulda, M. Fyffe, H. A. G. Gabbard, J. R. Gair, L. Gammaitoni, S. G. Gaonkar, F. Garufi, A. Gatto, G. Gaur, N. Gehrels, G. Gemme, B. Gendre, E. Genin, A. Gennai, J. George, L. Gergely, V. Germain, Abhirup Ghosh, Archisman Ghosh, S. Ghosh, J. A. Giaime, K. D. Giardino, A. Giazotto, K. Gill, A. Glaefke, J. R. Gleason, E. Goetz, R. Goetz, L. Gondan, G. González, J. M. Gonzalez Castro, A. Gopakumar, N. A. Gordon, M. L. Gorodetsky, S. E. Gossan, M. Gosselin, R. Gouaty, C. Graef, P. B. Graff, M. Granata, A. Grant, S. Gras, C. Gray, G. Greco, A. C. Green, R. J. S. Greenhalgh, P. Groot, H. Grote, S. Grunewald, G. M. Guidi, X. Guo, A. Gupta, M. K. Gupta, K. E. Gushwa, E. K. Gustafson, R. Gustafson, J. J. Hacker, B. R. Hall, E. D. Hall, G. Hammond, M. Haney, M. M. Hanke, J. Hanks, C. Hanna, M. D. Hannam, J. Hanson, T. Hardwick, J. Harms, G. M. Harry, I. W. Harry, M. J. Hart, M. T. Hartman, C. J. Haster, K. Haughian, J. Healy, J. Heefner, A. Heidmann, M. C. Heintze, G. Heinzl, H. Heitmann, P. Hello, G. Hemming, M. Hendry, I. S. Heng, J. Hennig, A. W. Heptonstall, M. Heurs, S. Hild, D. Hoak, K. A. Hodge, D. Hofman, S. E. Hollitt, K. Holt, D. E. Holz, P. Hopkins, D. J. Hosken, J. Hough, E. A. Houston, E. J. Howell, Y. M. Hu, S. Huang, E. A. Huerta, D. Huet, B. Hughey, S. Husa, S. H. Huttner, T. Huynh-Dinh, A. Idrisy, N. Indik, D. R. Ingram, R. Inta, H. N. Isa, J. M. Isac, M. Isi, G. Islas, T. Isogai, B. R. Iyer, K. Izumi, M. B. Jacobson, T. Jacqmin, H. Jang, K. Jani, P. Jaranowski, S. Jawahar, F. Jiménez-Forteza, W. W. Johnson, N. K. Johnson-McDaniel, D. I. Jones, R. Jones, R. J. G. Jonker, L. Ju, K. Haris, C. V. Kalaghatgi, V. Kalogera, S. Kandhasamy, G. Kang, J. B. Kanner, S. Karki, M. Kasprzack, E. Katsavounidis, W. Katzman, S. Kaufer, T. Kaur, K. Kawabe, F. Kawazoe, F. Kéfélian, M. S. Kehl, D. Keitel, D. B. Kelley, W. Kells, R. Kennedy, D. G. Keppel, J. S. Key, A. Khalaidovski, F. Y. Khalili, I. Khan, S. Khan, Z. Khan, E. A. Khazanov, N. Kijbunchoo, C. Kim, J. Kim, K. Kim, Nam-Gyu Kim, Namjun Kim, Y. M. Kim, E. J. King, P. J. King, D. L. Kinzel, J. S. Kissel, L. Kleybolte, S. Klimenko, S. M. Koehlenbeck, K. Kokeyama, S. Koley, V. Kondrashov, A. Kontos, S. Koranda, M. Korobko, W. Z. Korth, I. Kowalska, D. B. Kozak, V. Kringel, B. Krishnan, A. Królak, C. Krueger, G. Kuehn, P. Kumar, R. Kumar, L. Kuo, A. Kutynia, P. Kwee, B. D. Lackey, M. Landry, J. Lange, B. Lantz, P. D. Lasky, A. Lazzarini, C. Lazzaro, P. Leaci, S. Leavey, E. O. Lebigot, C. H. Lee, H. K. Lee, H. M. Lee, K. Lee, A. Lenon, M. Leonardi, J. R. Leong, N. Leroy, N. Letendre, Y. Levin, B. M. Levine, T. G. F. Li, A. Libson, T. B. Littenberg, N. A. Lockerbie, J. Logue, A. L. Lombardi, L. T. London, J. E. Lord, M. Lorenzini, V. Lorette, M. Lormand, G. Losurdo, J. D. Lough, C. O. Lousto, G. Lovelace, H. Lück, A. P. Lundgren, J. Luo, R. Lynch, Y. Ma, T. MacDonald, B. Machenschalk, M. MacInnis, D. M. Macleod, F. Magaña-Sandoval, R. M. Magee, M. Mageswaran, E. Majorana, I. Maksimovic, V. Malvezzi, N. Man, I. Mandel, V. Mandic, V. Mangano, G. L. Mansell, M. Manske, M. Mantovani, F. Marchesoni, F. Marion, S. Márka, Z. Márka, A. S. Markosyan, E. Maros, F. Martelli, L. Martellini, I. W. Martin, R. M. Martin, D. V. Martynov, J. N. Marx, K. Mason, A. Masserot, T. J. Massinger, M. Masso-Reid, F. Matichard, L. Matone, N. Mavalvala, N. Mazumder, G. Mazzolo, R. McCarthy, D. E. McClelland, S. McCormick, S. C. McGuire, G. McIntyre, J. McIver, D. J. McManus, S. T. McWilliams, D. Meacher, G. D. Meadors, J. Meidam, A. Melatos, G. Mendell, D. Mendoza-Gandara, R. A. Mercer, E. Merilh, M. Merzougui, S. Meshkov, C. Messenger, C. Messick, P. M. Meyers, F. Mezzani, H. Miao, C. Michel, H. Middleton, E. E. Mikhailov, L. Milano, J. Miller, M. Millhouse, Y. Minenkov, J. Ming, S. Mirshekari, C. Mishra, S. Mitra, V. P. Mitrofanov, G. Mitselmakher, R. Mittleman, A. Moggi, M. Mohan, S. R. P. Mohapatra, M. Montani,

- B. C. Moore, C. J. Moore, D. Moraru, G. Moreno, S. R. Morriss, K. Mossavi, B. Mours, C. M. Mow-Lowry, C. L. Mueller, G. Mueller, A. W. Muir, Arunava Mukherjee, D. Mukherjee, S. Mukherjee, N. Mukund, A. Mullavey, J. Munch, D. J. Murphy, P. G. Murray, A. Mytidis, I. Nardecchia, L. Naticchioni, R. K. Nayak, V. Necula, K. Nedkova, G. Nelmans, M. Neri, A. Neunzert, G. Newton, T. T. Nguyen, A. B. Nielsen, S. Nissanke, A. Nitz, F. Nocera, D. Nolting, M. E. N. Normandin, L. K. Nuttall, J. Oberling, E. Ochsenner, J. O'Dell, E. Oelker, G. H. Ogin, J. J. Oh, S. H. Oh, F. Ohme, M. Oliver, P. Oppermann, Richard J. Oram, B. O'Reilly, R. O'Shaughnessy, C. D. Ott, D. J. Ottaway, R. S. Ottens, H. Overmier, B. J. Owen, A. Pai, S. A. Pai, J. R. Palamos, O. Palashov, C. Palomba, A. Pal-Singh, H. Pan, Y. Pan, C. Pankow, F. Pannarale, B. C. Pant, F. Paoletti, A. Paoli, M. A. Papa, H. R. Paris, W. Parker, D. Pascucci, A. Pasqualetti, R. Passaquieti, D. Passuello, B. Patricelli, Z. Patrick, B. L. Pearlstone, M. Pedraza, R. Pedurand, L. Pekowsky, A. Pele, S. Penn, A. Perreca, H. P. Pfeiffer, M. Phelps, O. Piccinni, M. Pichot, M. Pickenpack, F. Piergiovanni, V. Pierro, G. Pillant, L. Pinard, I. M. Pinto, M. Pitkin, J. H. Poeld, R. Poggiani, P. Popolizio, A. Post, J. Powell, J. Prasad, V. Predoi, S. S. Premachandra, T. Prestegard, L. R. Price, M. Prijatelj, M. Principe, S. Privitera, R. Prix, G. A. Prodi, L. Prokhorov, O. Puncken, M. Punturo, P. Puppo, M. Pürerer, H. Qi, J. Qin, V. Quetschke, E. A. Quintero, R. Quitzow-James, F. J. Raab, D. S. Rabeling, H. Radkins, P. Raffai, S. Raja, M. Rakhmanov, C. R. Ramet, P. Rapagnani, V. Raymond, M. Razzano, V. Re, J. Read, C. M. Reed, T. Regimbau, L. Rei, S. Reid, D. H. Reitze, H. Rew, S. D. Reyes, F. Ricci, K. Riles, N. A. Robertson, R. Robie, F. Robinet, A. Rocchi, L. Rolland, J. G. Rollins, V. J. Roma, J. D. Romano, R. Romano, G. Romanov, J. H. Romie, D. Rośńska, S. Rowan, A. Rüdiger, P. Ruggi, K. Ryan, S. Sachdev, T. Sadecki, L. Sadeghian, L. Salconi, M. Saleem, F. Salemi, A. Samajdar, L. Sammut, L. M. Sampson, E. J. Sanchez, V. Sandberg, B. Sandeen, G. H. Sanders, J. R. Sanders, B. Sassolas, B. S. Sathyaprakash, P. R. Saulson, O. Sauter, R. L. Savage, A. Sawadsky, P. Schale, R. Schilling, J. Schmidt, P. Schmidt, R. Schnabel, R. M. S. Schofield, A. Schönbeck, E. Schreiber, D. Schuette, B. F. Schutz, J. Scott, S. M. Scott, D. Sellers, A. S. Sengupta, D. Sentenac, V. Sequino, A. Sergeev, G. Serna, Y. Setyawati, A. Sevigny, D. A. Shaddock, T. Shaffer, S. Shah, M. S. Shahriar, M. Shaltev, Z. Shao, B. Shapiro, P. Shawhan, A. Sheperd, D. H. Shoemaker, D. M. Shoemaker, K. Siellez, X. Siemens, D. Sigg, A. D. Silva, D. Simakov, A. Singer, L. P. Singer, A. Singh, R. Singh, A. Singhal, A. M. Sintes, B. J. J. Slagmolen, J. R. Smith, M. R. Smith, N. D. Smith, R. J. E. Smith, E. J. Son, B. Sorazu, F. Sorrentino, T. Souradeep, A. K. Srivastava, A. Staley, M. Steinke, J. Steinlechner, S. Steinlechner, D. Steinmeyer, B. C. Stephens, S. P. Stevenson, R. Stone, K. A. Strain, N. Straniero, G. Stratta, N. A. Strauss, S. Strigin, R. Sturani, A. L. Stuver, T. Z. Summerscales, L. Sun, P. J. Sutton, B. L. Swinkels, M. J. Szczepańczyk, M. Tacca, D. Talukder, D. B. Tanner, M. Tápai, S. P. Tarabrin, A. Taracchini, R. Taylor, T. Theeg, M. P. Thirugnanasambandam, E. G. Thomas, M. Thomas, P. Thomas, K. A. Thorne, K. S. Thorne, E. Thrane, S. Tiwari, V. Tiwari, K. V. Tokmakov, C. Tomlinson, M. Tonelli, C. V. Torres, C. I. Torrie, D. Töyrä, F. Travasso, G. Traylor, D. Trifirò, M. C. Tringali, L. Trozzo, M. Tse, M. Turconi, D. Tuyenbayev, D. Ugolini, C. S. Unnikrishnan, A. L. Urban, S. A. Usman, H. Vahlbruch, G. Vajente, G. Valdes, M. Vallisneri, N. van Bakel, M. van Beuzekom, J. F. J. van den Brand, C. Van Den Broeck, D. C. Vander-Hyde, L. van der Schaaf, J. V. van Heijningen, A. A. van Veggel, M. Vardaro, S. Vass, M. Vasúth, R. Vaulin, A. Vecchio, G. Vedovato, J. Veitch, P. J. Veitch, K. Venkateswara, D. Verkindt, F. Vetrano, A. Viceré, S. Vinciguerra, D. J.

References

- Vine, J. Y. Vinet, S. Vitale, T. Vo, H. Vocca, C. Vorvick, D. Voss, W. D. Vousden, S. P. Vyatchanin, A. R. Wade, L. E. Wade, M. Wade, S. J. Waldman, M. Walker, L. Wallace, S. Walsh, G. Wang, H. Wang, M. Wang, X. Wang, Y. Wang, H. Ward, R. L. Ward, J. Warner, M. Was, B. Weaver, L. W. Wei, M. Weinert, A. J. Weinstein, R. Weiss, T. Welborn, L. Wen, P. Weßels, T. Westphal, K. Wette, J. T. Whelan, S. E. Whitcomb, D. J. White, B. F. Whiting, K. Wiesner, C. Wilkinson, P. A. Willems, L. Williams, R. D. Williams, A. R. Williamson, J. L. Willis, B. Willke, M. H. Wimmer, L. Winkelmann, W. Winkler, C. C. Wipf, A. G. Wiseman, H. Wittel, G. Woan, J. Worden, J. L. Wright, G. Wu, J. Yablon, I. Yakushin, W. Yam, H. Yamamoto, C. C. Yancey, M. J. Yap, H. Yu, M. Yvert, A. Zadrożny, L. Zangrando, M. Zanolin, J. P. Zendri, M. Zevin, F. Zhang, L. Zhang, M. Zhang, Y. Zhang, C. Zhao, M. Zhou, Z. Zhou, X. J. Zhu, M. E. Zucker, S. E. Zuraaw, J. Zweizig, LIGO Scientific Collaboration, and Virgo Collaboration. Observation of Gravitational Waves from a Binary Black Hole Merger. *Phys. Rev. Lett.*, 116(6) : 061102, February 2016. doi : 10.1103/PhysRevLett.116.061102.
- William Herschel. Catalogue of a Second Thousand of New Nebulae and Clusters of Stars; With a Few Introductory Remarks on the Construction of the Heavens. By William Herschel, L L. D. F. R. S. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, 79 :212–255, January 1789.
- Robert J. Trumpler. The Milky Way. *PASP*, 53(313) :155, June 1941. doi : 10.1086/125294.
- V. Belokurov, D. Erkal, N. W. Evans, S. E. Koposov, and A. J. Deason. Co-formation of the disc and the stellar halo. *MNRAS*, 478(1) :611–619, July 2018. doi : 10.1093/mnras/sty982.
- Amina Helmi, Carine Babusiaux, Helmer H. Koppelman, Davide Massari, Jovan Veljanoski, and Anthony G. A. Brown. The merger that led to the formation of the Milky Way’s inner stellar halo and thick disk. *Nature*, 563(7729) :85–88, October 2018. doi : 10.1038/s41586-018-0625-x.
- Amina Helmi. Streams, Substructures, and the Early History of the Milky Way. *ARA&A*, 58 :205–256, August 2020. doi : 10.1146/annurev-astro-032620-021917.
- Ralph Schönrich, James Binney, and Walter Dehnen. Local kinematics and the local standard of rest. *MNRAS*, 403(4) :1829–1833, April 2010. doi : 10.1111/j.1365-2966.2010.16253.x.
- M. I. Wilkinson and N. W. Evans. The present and future mass of the Milky Way halo. *MNRAS*, 310(3) :645–662, December 1999. doi : 10.1046/j.1365-8711.1999.02964.x.
- A. J. Deason, V. Belokurov, N. W. Evans, S. E. Koposov, R. J. Cooke, J. Peñarrubia, C. F. P. Laporte, M. Fellhauer, M. G. Walker, and E. W. Olszewski. The cold veil of the Milky Way stellar halo. *MNRAS*, 425(4) :2840–2853, October 2012. doi : 10.1111/j.1365-2966.2012.21639.x.
- H. T. Freudenreich, G. B. Berriman, E. Dwek, M. G. Hauser, T. Kelsall, S. H. Moseley, R. F. Silverberg, T. J. Sodroski, G. N. Toller, and J. L. Weiland. DIRBE Evidence for a Warp in the Interstellar Dust Layer and Stellar Disk of the Galaxy. *ApJ*, 429 :L69, July 1994. doi : 10.1086/187415.
- S. Ruphy, A. C. Robin, N. Epchtein, E. Copet, E. Bertin, P. Fouque, and F. Guglielmo. New determination of the disc scale length and the radial cutoff in the anticenter with DENIS data. *A&A*, 313 :L21–L24, September 1996.

- S. E. Sale, J. E. Drew, C. Knigge, A. A. Zijlstra, M. J. Irwin, R. A. H. Morris, S. Phillipps, J. J. Drake, R. Greimel, Y. C. Unruh, P. J. Groot, A. Mampaso, and N. A. Walton. The structure of the outer Galactic disc as revealed by IPHAS early A stars. *MNRAS*, 402 (2) :713–723, February 2010. doi : 10.1111/j.1365-2966.2009.15746.x.
- D. Minniti, R. K. Saito, J. Alonso-García, P. W. Lucas, and M. Hempel. The Edge of the Milky Way Stellar Disk Revealed Using Clump Giant Stars as Distance Indicators. *ApJ*, 733 (2) :L43, June 2011. doi : 10.1088/2041-8205/733/2/L43.
- G. de Vaucouleurs and W. D. Pence. An outsider’s view of the Galaxy : photometric parameters, scale lengths, and absolute magnitudes of the spheroidal and disk components of our Galaxy. *AJ*, 83 :1163–1173, October 1978. doi : 10.1086/112305.
- J. N. Bahcall and R. M. Soneira. The universe at faint magnitudes. I. Models for the Galaxy and the predicted star counts. *ApJS*, 44 :73–110, September 1980. doi : 10.1086/190685.
- M. López-Corredoira, C. Allende Prieto, F. Garzón, H. Wang, C. Liu, and L. Deng. Disk stars in the Milky Way detected beyond 25 kpc from its center. *A&A*, 612 :L8, April 2018. doi : 10.1051/0004-6361/201832880.
- Y. M. Georgelin and Y. P. Georgelin. The spiral structure of our Galaxy determined from H II regions. *A&A*, 49 :57–79, May 1976.
- E. Poggio, A. Recio-Blanco, P. A. Palicio, P. Re Fiorentin, P. de Laverny, R. Drimmel, G. Kordopatis, M. G. Lattanzi, M. Schultheis, A. Spagna, and E. Spitoni. The chemical signature of the Galactic spiral arms revealed by Gaia DR3. *arXiv e-prints*, art. arXiv :2206.14849, June 2022.
- M. Milgrom. A modification of the Newtonian dynamics as a possible alternative to the hidden mass hypothesis. *ApJ*, 270 :365–370, July 1983. doi : 10.1086/161130.
- S. P. Driver, D. T. Hill, L. S. Kelvin, A. S. G. Robotham, J. Liske, P. Norberg, I. K. Baldry, S. P. Bamford, A. M. Hopkins, J. Loveday, J. A. Peacock, E. Andrae, J. Bland-Hawthorn, S. Brough, M. J. I. Brown, E. Cameron, J. H. Y. Ching, M. Colless, C. J. Conselice, S. M. Croom, N. J. G. Cross, R. de Propris, S. Dye, M. J. Drinkwater, S. Ellis, Alister W. Graham, M. W. Grootes, M. Gunawardhana, D. H. Jones, E. van Kampen, C. Maraston, R. C. Nichol, H. R. Parkinson, S. Phillipps, K. Pimbblet, C. C. Popescu, M. Prescott, I. G. Roseboom, E. M. Sadler, A. E. Sansom, R. G. Sharp, D. J. B. Smith, E. Taylor, D. Thomas, R. J. Tuffs, D. Wijesinghe, L. Dunne, C. S. Frenk, M. J. Jarvis, B. F. Madore, M. J. Meyer, M. Seibert, L. Staveley-Smith, W. J. Sutherland, and S. J. Warren. Galaxy and Mass Assembly (GAMA) : survey diagnostics and core data release. *MNRAS*, 413(2) : 971–995, May 2011. doi : 10.1111/j.1365-2966.2010.18188.x.
- A. S. G. Robotham, I. K. Baldry, J. Bland-Hawthorn, S. P. Driver, J. Loveday, P. Norberg, A. E. Bauer, K. Bekki, S. Brough, M. Brown, A. Graham, A. M. Hopkins, S. Phillipps, C. Power, A. Sansom, and L. Staveley-Smith. Galaxy And Mass Assembly (GAMA) : in search of Milky Way Magellanic Cloud analogues. *MNRAS*, 424(2) :1448–1453, August 2012. doi : 10.1111/j.1365-2966.2012.21332.x.
- Joss Bland-Hawthorn and Ortwin Gerhard. The Galaxy in Context : Structural, Kinematic, and Integrated Properties. *ARA&A*, 54 :529–596, September 2016. doi : 10.1146/annurev-astro-081915-023441.
- Y. Yoshii. Density distribution of faint stars in the direction of the north galactic pole. *PASJ*, 34 :365–379, January 1982.

References

- G. Gilmore and N. Reid. New light on faint stars - III. Galactic structure towards the South Pole and the Galactic thick disc. *MNRAS*, 202 :1025–1047, March 1983. doi : 10.1093/mnras/202.4.1025.
- Misha Haywood, Paola Di Matteo, Matthew D. Lehnert, David Katz, and Ana Gómez. The age structure of stellar populations in the solar vicinity. Clues of a two-phase formation history of the Milky Way disk. *A&A*, 560 :A109, December 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201321397.
- David L. Nidever, Jo Bovy, Jonathan C. Bird, Brett H. Andrews, Michael Hayden, Jon Holtzman, Steven R. Majewski, Verne Smith, Annie C. Robin, Ana E. García Pérez, Katia Cunha, Carlos Allende Prieto, Gail Zasowski, Ricardo P. Schiavon, Jennifer A. Johnson, David H. Weinberg, Diane Feuillet, Donald P. Schneider, Matthew Shetrone, Jennifer Sobek, D. A. García-Hernández, O. Zamora, Hans-Walter Rix, Timothy C. Beers, John C. Wilson, Robert W. O’Connell, Ivan Minchev, Cristina Chiappini, Friedrich Anders, Dmitry Bizyaev, Howard Brewington, Garrett Ebelke, Peter M. Frinchaboy, Jian Ge, Karen Kinemuchi, Elena Malanushenko, Viktor Malanushenko, Moses Marchante, Szabolcs Mészáros, Daniel Oravetz, Kaike Pan, Audrey Simmons, and Michael F. Skrutskie. Tracing Chemical Evolution over the Extent of the Milky Way’s Disk with APOGEE Red Clump Stars. *ApJ*, 796(1) :38, November 2014. doi : 10.1088/0004-637X/796/1/38.
- A. Recio-Blanco, P. de Laverny, G. Kordopatis, A. Helmi, V. Hill, G. Gilmore, R. Wyse, V. Adibekyan, S. Randich, M. Asplund, S. Feltzing, R. Jeffries, G. Micela, A. Vallenari, E. Alfaro, C. Allende Prieto, T. Bensby, A. Bragaglia, E. Flaccomio, S. E. Koposov, A. Korn, A. Lanzafame, E. Pancino, R. Smiljanic, R. Jackson, J. Lewis, L. Magrini, L. Morbidelli, L. Priznzano, G. Sacco, C. C. Worley, A. Hourihane, M. Bergemann, M. T. Costado, U. Heiter, P. Joffe, C. Lardo, K. Lind, and E. Maiorca. The Gaia-ESO Survey : the Galactic thick to thin disc transition. *A&A*, 567 :A5, July 2014. doi : 10.1051/0004-6361/201322944.
- David H. Weinberg, Jon A. Holtzman, Sten Hasselquist, Jonathan C. Bird, Jennifer A. Johnson, Matthew Shetrone, Jennifer Sobek, Carlos Allende Prieto, Dmitry Bizyaev, Ricardo Carrera, Roger E. Cohen, Katia Cunha, Garrett Ebelke, J. G. Fernandez-Trincado, D. A. García-Hernández, Christian R. Hayes, Henrik Jönsson, Richard R. Lane, Steven R. Majewski, Viktor Malanushenko, Szabolcs Mészáros, David L. Nidever, Christian Nitschelm, Kaike Pan, Hans-Walter Rix, Jan Rybizki, Ricardo P. Schiavon, Donald P. Schneider, John C. Wilson, and Olga Zamora. Chemical Cartography with APOGEE : Multi-element Abundance Ratios. *ApJ*, 874(1) :102, March 2019. doi : 10.3847/1538-4357/ab07c7.
- Klaus Fuhrmann. Nearby stars of the Galactic disk and halo. *A&A*, 338 :161–183, October 1998.
- Bacham E. Reddy, David L. Lambert, and Carlos Allende Prieto. Elemental abundance survey of the Galactic thick disc. *MNRAS*, 367(4) :1329–1366, April 2006. doi : 10.1111/j.1365-2966.2006.10148.x.
- G. Kordopatis, A. Recio-Blanco, P. de Laverny, A. Bijaoui, V. Hill, G. Gilmore, R. F. G. Wyse, and C. Ordenovic. Automatic stellar spectra parameterisation in the IR Ca ii triplet region. *A&A*, 535 :A106, November 2011. doi : 10.1051/0004-6361/201117372.
- Mario Jurić, Željko Ivezić, Alyson Brooks, Robert H. Lupton, David Schlegel, Douglas Finkbeiner, Nikhil Padmanabhan, Nicholas Bond, Branimir Sesar, Constance M. Rockosi,

- Gillian R. Knapp, James E. Gunn, Takahiro Sumi, Donald P. Schneider, J. C. Barentine, Howard J. Brewington, J. Brinkmann, Masataka Fukugita, Michael Harvanek, S. J. Kleinman, Jurek Krzesinski, Dan Long, Jr. Neilsen, Eric H., Atsuko Nitta, Stephanie A. Snedden, and Donald G. York. The Milky Way Tomography with SDSS. I. Stellar Number Density Distribution. *ApJ*, 673(2) :864–914, February 2008. doi : 10.1086/523619.
- C. Boeche, A. Siebert, T. Piffl, A. Just, M. Steinmetz, S. Sharma, G. Kordopatis, G. Gilmore, C. Chiappini, M. Williams, E. K. Grebel, J. Bland-Hawthorn, B. K. Gibson, U. Munari, A. Siviero, O. Bienaymé, J. F. Navarro, Q. A. Parker, W. Reid, G. M. Seabroke, F. G. Watson, R. F. G. Wyse, and T. Zwitter. Chemical gradients in the Milky Way from the RAVE data. I. Dwarf stars. *A&A*, 559 :A59, November 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201322085.
- T. Bensby, S. Feltzing, and I. Lundström. Elemental abundance trends in the Galactic thin and thick disks as traced by nearby F and G dwarf stars. *A&A*, 410 :527–551, November 2003. doi : 10.1051/0004-6361:20031213.
- T. Bensby, S. Feltzing, I. Lundström, and I. Ilyin. α -, r-, and s-process element trends in the Galactic thin and thick disks. *A&A*, 433(1) :185–203, April 2005. doi : 10.1051/0004-6361:20040332.
- O. Snaith, M. Haywood, P. Di Matteo, M. D. Lehnert, F. Combes, D. Katz, and A. Gómez. Reconstructing the star formation history of the Milky Way disc(s) from chemical abundances. *A&A*, 578 :A87, June 2015. doi : 10.1051/0004-6361/201424281.
- J. A. Sellwood and J. J. Binney. Radial mixing in galactic discs. *MNRAS*, 336(3) :785–796, November 2002. doi : 10.1046/j.1365-8711.2002.05806.x.
- Ralph Schönrich and James Binney. Chemical evolution with radial mixing. *MNRAS*, 396 (1) :203–222, June 2009. doi : 10.1111/j.1365-2966.2009.14750.x.
- Frédéric Bournaud, Bruce G. Elmegreen, and Marie Martig. The Thick Disks of Spiral Galaxies as Relics from Gas-rich, Turbulent, Clumpy Disks at High Redshift. *ApJ*, 707(1) :L1–L5, December 2009. doi : 10.1088/0004-637X/707/1/L1.
- Mario G. Abadi, Julio F. Navarro, Matthias Steinmetz, and Vincent R. Eke. Simulations of Galaxy Formation in a Λ Cold Dark Matter Universe. I. Dynamical and Photometric Properties of a Simulated Disk Galaxy. *ApJ*, 591(2) :499–514, July 2003. doi : 10.1086/375512.
- Chris B. Brook, Daisuke Kawata, Brad K. Gibson, and Ken C. Freeman. The Emergence of the Thick Disk in a Cold Dark Matter Universe. *ApJ*, 612(2) :894–899, September 2004. doi : 10.1086/422709.
- Chris Brook, Simon Richard, Daisuke Kawata, Hugo Martel, and Brad K. Gibson. Two Disk Components from a Gas-Rich Disk-Disk Merger. *ApJ*, 658(1) :60–64, March 2007. doi : 10.1086/511056.
- Yoshiaki Sofue, Mareki Honma, and Toshihiro Omodaka. Unified Rotation Curve of the Galaxy – Decomposition into de Vaucouleurs Bulge, Disk, Dark Halo, and the 9-kpc Rotation Dip –. *PASJ*, 61 :227, February 2009. doi : 10.1093/pasj/61.2.227.
- E. Dwek, R. G. Arendt, M. G. Hauser, T. Kelsall, C. M. Lisse, S. H. Moseley, R. F. Silverberg, T. J. Sodroski, and J. L. Weiland. Morphology, Near-Infrared Luminosity, and Mass of the Galactic Bulge from COBE DIRBE Observations. *ApJ*, 445 :716, June 1995. doi : 10.1086/175734.

References

- Andrew McWilliam and Manuela Zoccali. Two Red Clumps and the X-shaped Milky Way Bulge. *ApJ*, 724(2) :1491–1502, December 2010. doi : 10.1088/0004-637X/724/2/1491.
- Beatriz Barbuy, Cristina Chiappini, and Ortwin Gerhard. Chemodynamical History of the Galactic Bulge. *ARA&A*, 56 :223–276, September 2018. doi : 10.1146/annurev-astro-081817-051826.
- M. Zoccali, A. Lecureur, B. Barbuy, V. Hill, A. Renzini, D. Minniti, Y. Momany, A. Gómez, and S. Ortolani. Oxygen abundances in the Galactic bulge : evidence for fast chemical enrichment. *A&A*, 457(1) :L1–L4, October 2006. doi : 10.1051/0004-6361:20065659.
- E. Bica, C. Bonatto, B. Barbuy, and S. Ortolani. Globular cluster system and Milky Way properties revisited. *A&A*, 450(1) :105–115, April 2006. doi : 10.1051/0004-6361:20054351.
- M. Ness, K. Freeman, E. Athanassoula, E. Wylie-De-Boer, J. Bland-Hawthorn, G. F. Lewis, D. Yong, M. Asplund, R. R. Lane, L. L. Kiss, and R. Ibata. The Origin of the Split Red Clump in the Galactic Bulge of the Milky Way. *ApJ*, 756(1) :22, September 2012. doi : 10.1088/0004-637X/756/1/22.
- A. Rojas-Arriagada, A. Recio-Blanco, P. de Laverny, Š. Mikolaitis, F. Matteucci, E. Spitoni, M. Schultheis, M. Hayden, V. Hill, M. Zoccali, D. Minniti, O. A. Gonzalez, G. Gilmore, S. Randich, S. Feltzing, E. J. Alfaro, C. Babusiaux, T. Bensby, A. Bragaglia, E. Flaccomio, S. E. Koposov, E. Pancino, A. Bayo, G. Carraro, A. R. Casey, M. T. Costado, F. Damiani, P. Donati, E. Franciosini, A. Hourihane, P. Jofré, C. Lardo, J. Lewis, K. Lind, L. Magrini, L. Morbidelli, G. G. Sacco, C. C. Worley, and S. Zaggia. The Gaia-ESO Survey : Exploring the complex nature and origins of the Galactic bulge populations. *A&A*, 601 : A140, May 2017. doi : 10.1051/0004-6361/201629160.
- M. Zoccali, S. Vasquez, O. A. Gonzalez, E. Valenti, A. Rojas-Arriagada, J. Minniti, M. Rejkuba, D. Minniti, A. McWilliam, C. Babusiaux, V. Hill, and A. Renzini. The GIRAFFE Inner Bulge Survey (GIBS). III. Metallicity distributions and kinematics of 26 Galactic bulge fields. *A&A*, 599 :A12, March 2017. doi : 10.1051/0004-6361/201629805.
- Christian I. Johnson, Robert Michael Rich, Michael D. Young, Iulia T. Simion, William I. Clarkson, Catherine A. Pilachowski, Scott Michael, Andrea Kunder, Andreas Koch, and Anna Katherina Vivas. Blanco DECam Bulge Survey (BDBS) II : project performance, data analysis, and early science results. *MNRAS*, 499(2) :2357–2379, December 2020. doi : 10.1093/mnras/staa2393.
- Christian I. Johnson, R. Michael Rich, Iulia T. Simion, Michael D. Young, William I. Clarkson, Catherine A. Pilachowski, Scott Michael, Tommaso Marchetti, Mario Soto, Andrea Kunder, Andreas J. Koch-Hansen, A. Katherina Vivas, Meredith Joyce, Juntao Shen, and Alexis Osmond. Blanco DECam Bulge Survey (BDBS) IV : Metallicity distributions and bulge structure from 2.6 million red clump stars. *MNRAS*, 515(1) :1469–1491, September 2022. doi : 10.1093/mnras/stac1840.
- O. J. Eggen, D. Lynden-Bell, and A. R. Sandage. Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed. *ApJ*, 136 :748, November 1962. doi : 10.1086/147433.
- Richard B. Larson. Effects of supernovae on the early evolution of galaxies. *MNRAS*, 169 : 229–246, November 1974. doi : 10.1093/mnras/169.2.229.
- A. Immeli, M. Samland, O. Gerhard, and P. Westera. Gas physics, disk fragmentation, and bulge formation in young galaxies. *A&A*, 413 :547–561, January 2004. doi : 10.1051/0004-6361:20034282.

- Daniel Pfenniger and Colin Norman. Dissipation in Barred Galaxies : The Growth of Bulges and Central Mass Concentrations. *ApJ*, 363 :391, November 1990. doi : 10.1086/169352.
- John Kormendy and Jr. Kennicutt, Robert C. Secular Evolution and the Formation of Pseudobulges in Disk Galaxies. *ARA&A*, 42(1) :603–683, September 2004. doi : 10.1146/annurev.astro.42.053102.134024.
- R. Forsberg, R. M. Rich, N. Nieuwmunster, H. Jönsson, M. Schultheis, N. Ryde, and B. Thorsbro. First r-process enhanced star confirmed as a member of the Galactic bulge. *A&A*, 669 :A17, January 2023. doi : 10.1051/0004-6361/202244305.
- N. Nieuwmunster, G. Nandakumar, E. Spitoni, N. Ryde, M. Schultheis, R. M. Rich, P. S. Barklem, O. Agertz, F. Renaud, and F. Matteucci. Detailed α abundance trends in the inner Galactic bulge. *A&A*, 671 :A94, March 2023. doi : 10.1051/0004-6361/202245374.
- N. Ryde, B. Gustafsson, B. Edvardsson, J. Meléndez, A. Alves-Brito, M. Asplund, B. Barbuy, V. Hill, H. U. Käufel, D. Minniti, S. Ortolani, A. Renzini, and M. Zoccali. Chemical abundances of 11 bulge stars from high-resolution, near-IR spectra. *A&A*, 509 :A20, January 2010. doi : 10.1051/0004-6361/200912687.
- G. Zasowski, M. Schultheis, S. Hasselquist, K. Cunha, J. Sobek, J. A. Johnson, A. Rojas-Arriagada, S. R. Majewski, B. H. Andrews, H. Jönsson, T. C. Beers, S. D. Chojnowski, P. M. Frinchaboy, J. A. Holtzman, D. Minniti, D. L. Nidever, and C. Nitschelm. APOGEE DR14/DR15 Abundances in the Inner Milky Way. *ApJ*, 870(2) :138, January 2019. doi : 10.3847/1538-4357/aaeff4.
- J. Kormendy. Kinematics of extragalactic bulges : evidence that some bulges are really disks. In Herwig Dejonghe and Harm Jan Habing, editors, *Galactic Bulges*, volume 153, page 209, January 1993.
- Alis J. Deason, Vasily Belokurov, and Jason L. Sanders. The total stellar halo mass of the Milky Way. *MNRAS*, 490(3) :3426–3439, December 2019. doi : 10.1093/mnras/stz2793.
- Daniela Carollo, Timothy C. Beers, Masashi Chiba, John E. Norris, Ken C. Freeman, Young Sun Lee, Željko Ivezić, Constance M. Rockosi, and Brian Yanny. Structure and Kinematics of the Stellar Halos and Thick Disks of the Milky Way Based on Calibration Stars from Sloan Digital Sky Survey DR7. *ApJ*, 712(1) :692–727, March 2010. doi : 10.1088/0004-637X/712/1/692.
- Edwin Sirko, Jeremy Goodman, Gillian R. Knapp, Jon Brinkmann, Željko Ivezić, Edwin J. Knerr, David Schlegel, Donald P. Schneider, and Donald G. York. Blue Horizontal-Branch Stars in the Sloan Digital Sky Survey. II. Kinematics of the Galactic Halo. *AJ*, 127(2) :914–924, February 2004. doi : 10.1086/381486.
- A. J. Deason, V. Belokurov, and N. W. Evans. The Milky Way stellar halo out to 40 kpc : squashed, broken but smooth. *MNRAS*, 416(4) :2903–2915, October 2011. doi : 10.1111/j.1365-2966.2011.19237.x.
- P. E. Nissen and W. J. Schuster. Two distinct halo populations in the solar neighborhood. IV. Lithium abundances. *A&A*, 543 :A28, July 2012. doi : 10.1051/0004-6361/201219342.
- Rodrigo A. Ibata, Gerard Gilmore, and Michael J. Irwin. Sagittarius : the nearest dwarf galaxy. *MNRAS*, 277(3) :781–800, December 1995. doi : 10.1093/mnras/277.3.781.
- Amina Helmi. The stellar halo of the Galaxy. *A&A Rev.*, 15(3) :145–188, June 2008. doi : 10.1007/s00159-008-0009-6.

References

- Eline Tolstoy, Vanessa Hill, and Monica Tosi. Star-Formation Histories, Abundances, and Kinematics of Dwarf Galaxies in the Local Group. *ARA&A*, 47(1) :371–425, September 2009. doi : 10.1146/annurev-astro-082708-101650.
- Rainer J. Klement. Halo streams in the solar neighborhood. *A&A Rev.*, 18(4) :567–594, October 2010. doi : 10.1007/s00159-010-0034-0.
- Raffaele Gratton, Christopher Sneden, and Eugenio Carretta. Abundance Variations Within Globular Clusters. *ARA&A*, 42(1) :385–440, September 2004. doi : 10.1146/annurev.astro.42.053102.133945.
- M. Creze, E. Chereul, O. Bienayme, and C. Pichon. The distribution of nearby stars in phase space mapped by Hipparcos. I. The potential well and local dynamical mass. *A&A*, 329 :920–936, January 1998. doi : 10.48550/arXiv.astro-ph/9709022.
- Rodrigo Ibata, Geraint F. Lewis, Michael Irwin, Edward Totten, and Thomas Quinn. Great Circle Tidal Streams : Evidence for a Nearly Spherical Massive Dark Halo around the Milky Way. *ApJ*, 551(1) :294–311, April 2001. doi : 10.1086/320060.
- D. Pfenniger, F. Combes, and L. Martinet. Is dark matter in spiral galaxies cold gas? I. Observational constraints and dynamical clues about galaxy evolution. *A&A*, 285 :79–93, May 1994. doi : 10.48550/arXiv.astro-ph/9311043.
- G. Lemaître. Un Univers homogène de masse constante et de rayon croissant rendant compte de la vitesse radiale des nébuleuses extra-galactiques. *Annales de la Sociéte; té Scientifique de Bruxelles*, 47 :49–59, January 1927.
- G. Lemaître. A homogeneous universe of constant mass and increasing radius accounting for the radial velocity of extra-galactic nebulae. *MNRAS*, 91 :483–490, March 1931. doi : 10.1093/mnras/91.5.483.
- Planck Collaboration, N. Aghanim, Y. Akrami, M. Ashdown, J. Aumont, C. Baccigalupi, M. Ballardini, A. J. Banday, R. B. Barreiro, N. Bartolo, S. Basak, R. Battye, K. Benabed, J. P. Bernard, M. Bersanelli, P. Bielewicz, J. R. Bond, J. Borrill, F. R. Bouchet, C. Burigana, E. Calabrese, J. Carron, H. C. Chiang, B. Comis, D. Contreras, B. P. Crill, A. Curto, F. Cuttaia, P. de Bernardis, A. de Rosa, G. de Zotti, J. Delabrouille, E. Di Valentino, C. Dickinson, J. M. Diego, O. Doré, A. Ducout, X. Dupac, F. Elsner, T. A. Enßlin, H. K. Eriksen, E. Falgarone, Y. Fantaye, F. Finelli, F. Forastieri, M. Frailis, A. A. Fraisse, E. Franceschi, A. Frolov, S. Galeotta, S. Galli, K. Ganga, M. Gerbino, K. M. Górski, A. Gruppuso, J. E. Gudmundsson, W. Handley, F. K. Hansen, D. Herranz, E. Hivon, Z. Huang, A. H. Jaffe, E. Keihänen, R. Keskitalo, K. Kiiveri, J. Kim, T. S. Kisner, N. Krachmalnicoff, M. Kunz, H. Kurki-Suonio, J. M. Lamarre, A. Lasenby, M. Lattanzi, C. R. Lawrence, M. Le Jeune, F. Levrier, M. Liguori, P. B. Lilje, V. Lindholm, M. López-Caniego, P. M. Lubin, Y. Z. Ma, J. F. Macías-Pérez, G. Maggio, D. Maino, N. Mandolesi, A. Mangilli, P. G. Martin, E. Martínez-González, S. Matarrese, N. Mauri, J. D. McEwen, A. Melchiorri, A. Mennella, M. Migliaccio, M. A. Miville-Deschênes, D. Molinari, A. Moneti, L. Montier, G. Morgante, P. Natoli, C. A. Oxborrow, L. Pagano, D. Paoletti, B. Partridge, O. Perdereau, L. Perotto, V. Pettorino, F. Piacentini, S. Plaszczyński, L. Polastri, G. Polenta, J. P. Rachen, B. Racine, M. Reinecke, M. Remazeilles, A. Renzi, G. Rocha, G. Roudier, B. Ruiz-Granados, M. Sandri, M. Savelainen, D. Scott, C. Sirignano, G. Sirri, L. D. Spencer, L. Stanco, R. Sunyaev, J. A. Tauber, D. Tavagnacco, M. Tenti, L. Toffolatti, M. Tomasi, M. Tristram, T. Trombetti, J. Valiviita, F. Van Tent, P. Vielva, F. Villa, N. Vittorio, B. D. Wandelt, I. K. Wehus, A. Zacchei, and A. Zonca. Planck intermediate results.

- LIII. Detection of velocity dispersion from the kinetic Sunyaev-Zeldovich effect. *A&A*, 617 :A48, September 2018. doi : 10.1051/0004-6361/201731489.
- Andrew R. Liddle and David H. Lyth. *Cosmological Inflation and Large-Scale Structure*. 2000.
- Adam G. Riess, Alexei V. Filippenko, Peter Challis, Alejandro Clocchiatti, Alan Diercks, Peter M. Garnavich, Ron L. Gilliland, Craig J. Hogan, Saurabh Jha, Robert P. Kirshner, B. Leibundgut, M. M. Phillips, David Reiss, Brian P. Schmidt, Robert A. Schommer, R. Chris Smith, J. Spyromilio, Christopher Stubbs, Nicholas B. Suntzeff, and John Tonry. Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant. *AJ*, 116(3) :1009–1038, September 1998. doi : 10.1086/300499.
- Planck Collaboration, N. Aghanim, Y. Akrami, M. Ashdown, J. Aumont, C. Baccigalupi, M. Ballardini, A. J. Banday, R. B. Barreiro, N. Bartolo, S. Basak, R. Battye, K. Benabed, J. P. Bernard, M. Bersanelli, P. Bielewicz, J. J. Bock, J. R. Bond, J. Borrill, F. R. Bouchet, F. Boulanger, M. Bucher, C. Burigana, R. C. Butler, E. Calabrese, J. F. Cardoso, J. Carron, A. Challinor, H. C. Chiang, J. Chluba, L. P. L. Colombo, C. Combet, D. Contreras, B. P. Crill, F. Cuttaia, P. de Bernardis, G. de Zotti, J. Delabrouille, J. M. Delouis, E. Di Valentino, J. M. Diego, O. Doré, M. Douspis, A. Ducout, X. Dupac, S. Dusini, G. Efstathiou, F. Elsner, T. A. Enßlin, H. K. Eriksen, Y. Fantaye, M. Farhang, J. Fergusson, R. Fernandez-Cobos, F. Finelli, F. Forastieri, M. Frailis, A. A. Fraisse, E. Franceschi, A. Frolov, S. Galeotta, S. Galli, K. Ganga, R. T. Génova-Santos, M. Gerbino, T. Ghosh, J. González-Nuevo, K. M. Górski, S. Gratton, A. Gruppuso, J. E. Gudmundsson, J. Hamann, W. Handley, F. K. Hansen, D. Herranz, S. R. Hildebrandt, E. Hivon, Z. Huang, A. H. Jaffe, W. C. Jones, A. Karakci, E. Keihänen, R. Keskitalo, K. Kiiveri, J. Kim, T. S. Kisner, L. Knox, N. Krachmalnicoff, M. Kunz, H. Kurki-Suonio, G. Lagache, J. M. Lamarre, A. Lasenby, M. Lattanzi, C. R. Lawrence, M. Le Jeune, P. Lemos, J. Lesgourgues, F. Levrier, A. Lewis, M. Liguori, P. B. Lilje, M. Lilley, V. Lindholm, M. López-Caniego, P. M. Lubin, Y. Z. Ma, J. F. Macías-Pérez, G. Maggio, D. Maino, N. Mandolesi, A. Mangilli, A. Marcos-Caballero, M. Maris, P. G. Martin, M. Martinelli, E. Martínez-González, S. Matarrese, N. Mauri, J. D. McEwen, P. R. Meinhold, A. Melchiorri, A. Mennella, M. Migliaccio, M. Millea, S. Mitra, M. A. Miville-Deschênes, D. Molinari, L. Montier, G. Morgante, A. Moss, P. Natoli, H. U. Nørgaard-Nielsen, L. Pagano, D. Paoletti, B. Partridge, G. Patanchon, H. V. Peiris, F. Perrotta, V. Pettorino, F. Piacentini, L. Polastri, G. Polenta, J. L. Puget, J. P. Rachen, M. Reinecke, M. Remazeilles, A. Renzi, G. Rocha, C. Rosset, G. Roudier, J. A. Rubiño-Martín, B. Ruiz-Granados, L. Salvati, M. Sandri, M. Savelainen, D. Scott, E. P. S. Shellard, C. Sirignano, G. Sirri, L. D. Spencer, R. Sunyaev, A. S. Suur-Uski, J. A. Tauber, D. Tavagnacco, M. Tenti, L. Toffolatti, M. Tomasi, T. Trombetti, L. Valenziano, J. Valiviita, B. Van Tent, L. Vibert, P. Vielva, F. Villa, N. Vittorio, B. D. Wandelt, I. K. Wehus, M. White, S. D. M. White, A. Zacchei, and A. Zonca. Planck 2018 results. VI. Cosmological parameters. *A&A*, 641 :A6, September 2020. doi : 10.1051/0004-6361/201833910.
- P. J. E. Peebles. Large-scale background temperature and mass fluctuations due to scale-invariant primeval perturbations. *ApJ*, 263 :L1–L5, December 1982. doi : 10.1086/183911.
- S. D. M. White and M. J. Rees. Core condensation in heavy halos : a two-stage theory

References

- for galaxy formation and clustering. *MNRAS*, 183 :341–358, May 1978. doi : 10.1093/mnras/183.3.341.
- Julio F. Navarro, Carlos S. Frenk, and Simon D. M. White. The assembly of galaxies in a hierarchically clustering universe. *MNRAS*, 275(1) :56–66, July 1995. doi : 10.1093/mnras/275.1.56.
- Hans-Walter Rix and Jo Bovy. The Milky Way’s stellar disk. Mapping and modeling the Galactic disk. *A&A Rev.*, 21 :61, May 2013. doi : 10.1007/s00159-013-0061-8.
- Ben Moore, Sebastiano Ghigna, Fabio Governato, George Lake, Thomas Quinn, Joachim Stadel, and Paolo Tozzi. Dark Matter Substructure within Galactic Halos. *ApJ*, 524(1) : L19–L22, October 1999. doi : 10.1086/312287.
- Mario L. Mateo. Dwarf Galaxies of the Local Group. *ARA&A*, 36 :435–506, January 1998. doi : 10.1146/annurev.astro.36.1.435.
- B. Edvardsson, J. Andersen, B. Gustafsson, D. L. Lambert, P. E. Nissen, and J. Tomkin. The Chemical Evolution of the Galactic Disk - Part One - Analysis and Results. *A&A*, 275 : 101, August 1993.
- B. Nordström, M. Mayor, J. Andersen, J. Holmberg, F. Pont, B. R. Jørgensen, E. H. Olsen, S. Udry, and N. Mowlavi. The Geneva-Copenhagen survey of the Solar neighbourhood. Ages, metallicities, and kinematic properties of $\sim 14\,000$ F and G dwarfs. *A&A*, 418 : 989–1019, May 2004. doi : 10.1051/0004-6361:20035959.
- M. A. C. Perryman, L. Lindegren, J. Kovalevsky, E. Hoeg, U. Bastian, P. L. Bernacca, M. Crézé, F. Donati, M. Grenon, M. Grewing, F. van Leeuwen, H. van der Marel, F. Mignard, C. A. Murray, R. S. Le Poole, H. Schrijver, C. Turon, F. Arenou, M. Froeschlé, and C. S. Petersen. The HIPPARCOS Catalogue. *A&A*, 323 :L49–L52, July 1997.
- G. M. Seabroke and G. Gilmore. Revisiting the relations : Galactic thin disc age-velocity dispersion relation. *MNRAS*, 380(4) :1348–1368, October 2007. doi : 10.1111/j.1365-2966.2007.12210.x.
- H. J. Newberg and Sloan Digital Sky Survey Collaboration. Sloan Extension for Galactic Underpinnings and Evolution (SEGUE). In *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, volume 203 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, page 112.11, December 2003.
- Heidi Jo Newberg, Brian Yanny, Eva K. Grebel, Greg Hennessy, Željko Ivezić, David Martinez-Delgado, Michael Odenkirchen, Hans-Walter Rix, Jon Brinkmann, Don Q. Lamb, Donald P. Schneider, and Donald G. York. Sagittarius Tidal Debris 90 Kiloparsecs from the Galactic Center. *ApJ*, 596(2) :L191–L194, October 2003. doi : 10.1086/379316.
- Brian Yanny, Constance Rockosi, Heidi Jo Newberg, Gillian R. Knapp, Jennifer K. Adelman-McCarthy, Bonnie Alcorn, Sahar Allam, Carlos Allende Prieto, Deokkeun An, Kurt S. J. Anderson, Scott Anderson, Coryn A. L. Bailer-Jones, Steve Bastian, Timothy C. Beers, Eric Bell, Vasily Belokurov, Dmitry Bizyaev, Norm Blythe, John J. Bochanski, William N. Boroski, Jarle Brinchmann, J. Brinkmann, Howard Brewington, Larry Carey, Kyle M. Cudworth, Michael Evans, N. W. Evans, Evalyn Gates, B. T. Gänsicke, Bruce Gillespie, Gerald Gilmore, Ada Nebot Gomez-Moran, Eva K. Grebel, Jim Greenwell, James E. Gunn, Cathy Jordan, Wendell Jordan, Paul Harding, Hugh Harris, John S. Hendry, Diana Holder, Inese I. Ivans, Željko Ivezić, Sebastian Jester, Jennifer A. Johnson, Stephen M. Kent, Scot Kleinman, Alexei Kniazev, Jurek Krzesinski, Richard Kron,

- Nikolay Kuropatkin, Svetlana Lebedeva, Young Sun Lee, R. French Leger, Sébastien Lépine, Steve Levine, Huan Lin, Daniel C. Long, Craig Loomis, Robert Lupton, Olena Malanushenko, Viktor Malanushenko, Bruce Margon, David Martinez-Delgado, Peregrine McGehee, Dave Monet, Heather L. Morrison, Jeffrey A. Munn, Jr. Neilsen, Eric H., Atsuko Nitta, John E. Norris, Dan Oravetz, Russell Owen, Nikhil Padmanabhan, Kaike Pan, R. S. Peterson, Jeffrey R. Pier, Jared Platson, Paola Re Fiorentin, Gordon T. Richards, Hans-Walter Rix, David J. Schlegel, Donald P. Schneider, Matthias R. Schreiber, Axel Schwobe, Valena Sibley, Audrey Simmons, Stephanie A. Snedden, J. Allyn Smith, Larry Stark, Fritz Stauffer, M. Steinmetz, C. Stoughton, Mark SubbaRao, Alex Szalay, Paula Szkody, Aniruddha R. Thakar, Thirupathi Sivarani, Douglas Tucker, Alan Uomoto, Dan Vanden Berk, Simon Vidrih, Yogesh Wadadekar, Shannon Watters, Ron Wilhelm, Rosemary F. G. Wyse, Jean Yarger, and Dan Zucker. *SEGUE : A Spectroscopic Survey of 240,000 Stars with $g = 14-20$* . *AJ*, 137(5) :4377–4399, May 2009. doi : 10.1088/0004-6256/137/5/4377.
- Jo Bovy, Hans-Walter Rix, Chao Liu, David W. Hogg, Timothy C. Beers, and Young Sun Lee. *The Spatial Structure of Mono-abundance Sub-populations of the Milky Way Disk*. *ApJ*, 753(2) :148, July 2012. doi : 10.1088/0004-637X/753/2/148.
- M. Steinmetz. *RAVE : the RADial Velocity Experiment*. In Ulisse Munari, editor, *GAIA Spectroscopy : Science and Technology*, volume 298 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 381, January 2003. doi : 10.48550/arXiv.astro-ph/0211417.
- Matthias Steinmetz, Gal Matijevič, Harry Enke, Tomaž Zwitter, Guillaume Guiglion, Paul J. McMillan, Georges Kordopatis, Marica Valentini, Cristina Chiappini, Luca Casagrande, Jennifer Wojno, Borja Anguiano, Olivier Bienaymé, Albert Bijaoui, James Binney, Donna Burton, Paul Cass, Patrick de Laverny, Kristin Fiegert, Kenneth Freeman, Jon P. Fulbright, Brad K. Gibson, Gerard Gilmore, Eva K. Grebel, Amina Helmi, Andrea Kunder, Ulisse Munari, Julio F. Navarro, Quentin Parker, Gregory R. Ruchti, Alejandra Recio-Blanco, Warren Reid, George M. Seabroke, Alessandro Siviero, Arnaud Siebert, Milorad Stupar, Fred Watson, Mary E. K. Williams, Rosemary F. G. Wyse, Friedrich Anders, Teresa Antoja, Danijela Birko, Joss Bland-Hawthorn, Diego Bossini, Rafael A. García, Ismael Carrillo, William J. Chaplin, Yvonne Elsworth, Benoit Famaey, Ortwin Gerhard, Paula Jofre, Andreas Just, Savita Mathur, Andrea Miglio, Ivan Minchev, Giacomo Monari, Benoit Mosser, Andreas Ritter, Thaise S. Rodrigues, Ralf-Dieter Scholz, Sanjib Sharma, Kseniia Sysoliatina, and RAVE Collaboration. *The Sixth Data Release of the Radial Velocity Experiment (RAVE). I. Survey Description, Spectra, and Radial Velocities*. *AJ*, 160(2) :82, August 2020a. doi : 10.3847/1538-3881/ab9ab9.
- Matthias Steinmetz, Guillaume Guiglion, Paul J. McMillan, Gal Matijevič, Harry Enke, Georges Kordopatis, Tomaž Zwitter, Marica Valentini, Cristina Chiappini, Luca Casagrande, Jennifer Wojno, Borja Anguiano, Olivier Bienaymé, Albert Bijaoui, James Binney, Donna Burton, Paul Cass, Patrick de Laverny, Kristin Fiegert, Kenneth Freeman, Jon P. Fulbright, Brad K. Gibson, Gerard Gilmore, Eva K. Grebel, Amina Helmi, Andrea Kunder, Ulisse Munari, Julio F. Navarro, Quentin Parker, Gregory R. Ruchti, Alejandra Recio-Blanco, Warren Reid, George M. Seabroke, Alessandro Siviero, Arnaud Siebert, Milorad Stupar, Fred Watson, Mary E. K. Williams, Rosemary F. G. Wyse, Friedrich Anders, Teresa Antoja, Danijela Birko, Joss Bland-Hawthorn, Diego Bossini,

References

- Rafael A. García, Ismael Carrillo, William J. Chaplin, Yvonne Elsworth, Benoit Fa-
maey, Ortwin Gerhard, Paula Jofre, Andreas Just, Savita Mathur, Andrea Miglio, Ivan
Minchev, Giacomo Monari, Benoit Mosser, Andreas Ritter, Thaise S. Rodrigues, Ralf-
Dieter Scholz, Sanjib Sharma, Kseniia Sysoliatina, and RAVE Collaboration. The Sixth
Data Release of the Radial Velocity Experiment (RAVE). II. Stellar Atmospheric Pa-
rameters, Chemical Abundances, and Distances. *AJ*, 160(2) :83, August 2020b. doi :
10.3847/1538-3881/ab9ab8.
- S. Sharma, J. Bland-Hawthorn, J. Binney, K. C. Freeman, M. Steinmetz, C. Boeche, O. Bien-
naymé, B. K. Gibson, G. F. Gilmore, E. K. Grebel, A. Helmi, G. Kordopatis, U. Mu-
nari, J. F. Navarro, Q. A. Parker, W. A. Reid, G. M. Seabroke, A. Siebert, F. Watson,
M. E. K. Williams, R. F. G. Wyse, and T. Zwitter. Kinematic Modeling of the Milky
Way Using the RAVE and GCS Stellar Surveys. *ApJ*, 793(1) :51, September 2014. doi :
10.1088/0004-637X/793/1/51.
- Martin C. Smith, Gregory R. Ruchti, Amina Helmi, Rosemary F. G. Wyse, J. P. Fulbright, K. C.
Freeman, J. F. Navarro, G. M. Seabroke, M. Steinmetz, M. Williams, O. Bienaymé, J. Bin-
ney, J. Bland-Hawthorn, W. Dehnen, B. K. Gibson, G. Gilmore, E. K. Grebel, U. Munari,
Q. A. Parker, R. D. Scholz, A. Siebert, F. G. Watson, and T. Zwitter. The RAVE survey :
constraining the local Galactic escape speed. *MNRAS*, 379(2) :755–772, August 2007.
doi : 10.1111/j.1365-2966.2007.11964.x.
- Heidi Jo Newberg and LAMOST project of US China. The LAMOST Spectroscopic Survey
of Milky Way Stars (LEGUE). In *American Astronomical Society Meeting Abstracts*
#213, volume 213 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, page 416.14,
January 2009.
- Jing Chen, A. Li Luo, Yin-Bi Li, Xiang-Lei Chen, Rui Wang, Shuo Li, Bing Du, and Xiao-Xiao
Ma. S-type Stars Discovered in Medium-resolution Spectra of LAMOST DR9. *ApJ*, 931
(2) :133, June 2022. doi : 10.3847/1538-4357/ac66de.
- Jing Chen, Yin-Bi Li, A. Li Luo, Xiao-Xiao Ma, and Shuo Li. S-type Stars from LAMOST
DR10 : Classification of Intrinsic and Extrinsic Stars. *ApJS*, 267(1) :5, July 2023. doi :
10.3847/1538-4365/acd05b.
- Jinghua Zhang, Jian-Rong Shi, Hong-Liang Yan, Yaguang Li, Qi Gao, Chun-Qian Li, Xianfei
Zhang, Shuai Liu, Shaolan Bi, Gang Zhao, and Yan Li. Lithium Evolution of Giant
Stars Observed by LAMOST and Kepler. *ApJ*, 919(1) :L3, September 2021. doi : 10.
3847/2041-8213/ac224c.
- Else Starkenburg, Nicolas Martin, Kris Youakim, David S. Aguado, Carlos Allende Prieto,
Anke Arentsen, Edouard J. Bernard, Piercarlo Bonifacio, Elisabetta Caffau, Raymond G.
Carlberg, Patrick Côté, Morgan Fouesneau, Patrick François, Oliver Franke, Jonay I.
González Hernández, Stephen D. J. Gwyn, Vanessa Hill, Rodrigo A. Ibata, Pascale Ja-
blonka, Nicolas Longeard, Alan W. McConnachie, Julio F. Navarro, Rubén Sánchez-
Janssen, Eline Tolstoy, and Kim A. Venn. The Pristine survey - I. Mining the Ga-
laxy for the most metal-poor stars. *MNRAS*, 471(3) :2587–2604, November 2017. doi :
10.1093/mnras/stx1068.
- L. Mashonkina, A. Arentsen, D. S. Aguado, A. Smogorzhevskii, M. Hampel, A. I. Karakas,
F. Sestito, N. F. Martin, K. A. Venn, and J. I. González Hernández. The Pristine Inner
Galaxy Survey (PIGS) VII : a discovery of the first inner Galaxy CEMP-r/s star. *MNRAS*,
523(2) :2111–2125, August 2023. doi : 10.1093/mnras/stad1536.

- Nicolas Longeard, Pascale Jablonka, Giuseppina Battaglia, Khyati Malhan, Nicolas Martin, Rubén Sánchez-Janssen, Federico Sestito, Else Starkenburg, and Kim A. Venn. The Pristine Dwarf-Galaxy survey – V. The edges of the dwarf galaxy Hercules. *arXiv e-prints*, art. arXiv :2304.13046, April 2023. doi : 10.48550/arXiv.2304.13046.
- Sven Buder, Sanjib Sharma, Janez Kos, Anish M. Amarsi, Thomas Nordlander, Karin Lind, Sarah L. Martell, Martin Asplund, Joss Bland-Hawthorn, Andrew R. Casey, Gayandhi M. de Silva, Valentina D’Orazi, Ken C. Freeman, Michael R. Hayden, Geraint F. Lewis, Jane Lin, Katharine J. Schlesinger, Jeffrey D. Simpson, Dennis Stello, Daniel B. Zucker, Tomaž Zwitter, Kevin L. Beeson, Tobias Buck, Luca Casagrande, Jake T. Clark, Klemen Čotar, Gary S. da Costa, Richard de Grijs, Diane Feuillet, Jonathan Horner, Prajwal R. Kafle, Shourya Khanna, Chiaki Kobayashi, Fan Liu, Benjamin T. Montet, Govind Nandakumar, David M. Nataf, Melissa K. Ness, Lorenzo Spina, Thor Tepper-García, Yuan-Sen Ting, Gregor Traven, Rok Vogrinčič, Robert A. Wittenmyer, Rosemary F. G. Wyse, Maruša Žerjal, and Galah Collaboration. The GALAH+ survey : Third data release. *MNRAS*, 506(1) :150–201, September 2021. doi : 10.1093/mnras/stab1242.
- Sven Buder, Martin Asplund, Ly Duong, Janez Kos, Karin Lind, Melissa K. Ness, Sanjib Sharma, Joss Bland-Hawthorn, Andrew R. Casey, Gayandhi M. de Silva, Valentina D’Orazi, Ken C. Freeman, Geraint F. Lewis, Jane Lin, Sarah L. Martell, Katharine J. Schlesinger, Jeffrey D. Simpson, Daniel B. Zucker, Tomaž Zwitter, Anish M. Amarsi, Borja Anguiano, Daniela Carollo, Luca Casagrande, Klemen Čotar, Peter L. Cottrell, Gary da Costa, Xudong D. Gao, Michael R. Hayden, Jonathan Horner, Michael J. Ireland, Prajwal R. Kafle, Ulisse Munari, David M. Nataf, Thomas Nordlander, Dennis Stello, Yuan-Sen Ting, Gregor Traven, Fred Watson, Robert A. Wittenmyer, Rosemary F. G. Wyse, David Yong, Joel C. Zinn, Maruša Žerjal, and Galah Collaboration. The GALAH Survey : second data release. *MNRAS*, 478(4) :4513–4552, August 2018. doi : 10.1093/mnras/sty1281.
- Michael R. Hayden, Joss Bland-Hawthorn, Sanjib Sharma, Ken Freeman, Janez Kos, Sven Buder, Borja Anguiano, Martin Asplund, Boquan Chen, Gayandhi M. De Silva, Shourya Khanna, Jane Lin, Jonathan Horner, Sarah Martell, Yuan-Sen Ting, Rosemary Wyse, Daniel Zucker, and Tomaz Zwitter. The GALAH survey : chemodynamics of the solar neighbourhood. *MNRAS*, 493(2) :2952–2964, April 2020. doi : 10.1093/mnras/staa335.
- Tadafumi Matsuno, Yutaka Hirai, Yuta Tarumi, Kenta Hotokezaka, Masaomi Tanaka, and Amina Helmi. R-process enhancements of Gaia-Enceladus in GALAH DR3. *A&A*, 650 : A110, June 2021. doi : 10.1051/0004-6361/202040227.
- Steven R. Majewski, M. F. Skrutskie, R. P. Schiavon, J. C. Wilson, R. W. O’Connell, V. V. Smith, M. Shetrone, K. Cunha, P. M. Frinchaboy, I. N. Reid, C. Allende Prieto, D. Eisenstein, R. Indebetouw, M. J. Nelson, R. J. Patterson, R. T. Rood, T. Beers, J. Bullock, J. D. Crane, D. Geisler, S. L. Hawley, J. Holtzman, K. V. Johnston, A. McWilliam, J. A. Munn, D. N. Spergel, D. Weinberg, and M. Weinberg. The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE). In *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, volume 211 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, page 132.08, December 2007.
- Abdurro’uf, Katherine Accetta, Conny Aerts, Víctor Silva Aguirre, Romina Ahumada, Nikhil Ajgaonkar, N. Filiz Ak, Shadab Alam, Carlos Allende Prieto, Andrés Almeida, Friedrich Anders, Scott F. Anderson, Brett H. Andrews, Borja Anguiano, Erik Aquino-

Ortiz, Alfonso Aragón-Salamanca, Maria Argudo-Fernández, Metin Ata, Marie Aubert, Vladimir Avila-Reese, Carles Badenes, Rodolfo H. Barbá, Kat Barger, Jorge K. Barrera-Ballesteros, Rachael L. Beaton, Timothy C. Beers, Francesco Belfiore, Chad F. Bender, Mariangela Bernardi, Matthew A. Bershad, Florian Beutler, Christian Moni Bidin, Jonathan C. Bird, Dmitry Bizyaev, Guillermo A. Blanc, Michael R. Blanton, Nicholas Fraser Boardman, Adam S. Bolton, Médéric Boquien, Jura Borissova, Jo Bovy, W. N. Brandt, Jordan Brown, Joel R. Brownstein, Marcella Brusa, Johannes Buchner, Kevin Bundy, Joseph N. Burchett, Martin Bureau, Adam Burgasser, Tuesday K. Cabang, Stephanie Campbell, Michele Cappellari, Joleen K. Carlberg, Fábio Carneiro Wanderley, Ricardo Carrera, Jennifer Cash, Yan-Ping Chen, Wei-Huai Chen, Brian Cherinka, Cristina Chiappini, Peter Doohyun Choi, S. Drew Chojnowski, Haeun Chung, Nicolas Clerc, Roger E. Cohen, Julia M. Comerford, Johan Comparat, Luiz da Costa, Kevin Covey, Jeffrey D. Crane, Irene Cruz-Gonzalez, Connor Culhane, Katia Cunha, Y. Sophia Dai, Guillermo Damke, Jeremy Darling, Jr. Davidson, James W., Roger Davies, Kyle Dawson, Nathan De Lee, Aleksandar M. Diamond-Stanic, Mariana Cano-Díaz, Helena Domínguez Sánchez, John Donor, Chris Duckworth, Tom Dwelly, Daniel J. Eisenstein, Yvonne P. Elsworth, Eric Emsellem, Mike Eracleous, Stephanie Escoffier, Xiaohui Fan, Emily Farr, Shuai Feng, José G. Fernández-Trincado, Diane Feuillet, Andreas Filipp, Sean P. Fillingham, Peter M. Frinchaboy, Sebastien Fromenteau, Lluís Galbany, Rafael A. García, D. A. García-Hernández, Junqiang Ge, Doug Geisler, Joseph Gelfand, Tobias Géron, Benjamin J. Gibson, Julian Goddy, Diego Godoy-Rivera, Kathleen Grabowski, Paul J. Green, Michael Greener, Catherine J. Grier, Emily Griffith, Hong Guo, Julien Guy, Massinissa Hadjara, Paul Harding, Sten Hasselquist, Christian R. Hayes, Fred Hearty, Jesús Hernández, Lewis Hill, David W. Hogg, Jon A. Holtzman, Danny Horta, Bau-Ching Hsieh, Chin-Hao Hsu, Yun-Hsin Hsu, Daniel Huber, Marc Huertas-Company, Brian Hutchinson, Ho Seong Hwang, Héctor J. Ibarra-Medel, Jacob Ider Chitham, Gabriele S. Ilha, Julie Imig, Will Jaekle, Tharindu Jayasinghe, Xihan Ji, Jennifer A. Johnson, Amy Jones, Henrik Jönsson, Ivan Katkov, Dr. Khalatyan, Arman, Karen Kinemuchi, Shobhit Kisku, Johan H. Knapen, Jean-Paul Kneib, Juna A. Kollmeier, Miranda Kong, Marina Kounkel, Kathryn Kreckel, Dhanesh Krishnarao, Ivan Lacerna, Richard R. Lane, Rachel Langgins, Ramon Lavender, David R. Law, Daniel Lazarz, Henry W. Leung, Ho-Hin Leung, Hannah M. Lewis, Cheng Li, Ran Li, Jianhui Lian, Fu-Heng Liang, Lihwai Lin, Yen-Ting Lin, Sicheng Lin, Chris Lintott, Dan Long, Penélope Longa-Peña, Carlos López-Cobá, Shengdong Lu, Britt F. Lundgren, Yuanze Luo, J. Ted Mackereth, Axel de la Macorra, Suvrath Mahadevan, Steven R. Majewski, Arturo Manchado, Travis Mandeville, Claudia Maraston, Berta Margalef-Bentabol, Thomas Masseron, Karen L. Masters, Savita Mathur, Richard M. McDermid, Myles McKay, Andrea Merloni, Michael Merrifield, Szabolcs Meszaros, Andrea Miglio, Francesco Di Mille, Dante Minniti, Rebecca Minsley, Antonela Monachesi, Jeongin Moon, Benoit Mosser, John Mulchaey, Demitri Muna, Ricardo R. Muñoz, Adam D. Myers, Natalie Myers, Seshadri Nadathur, Preethi Nair, Kirpal Nandra, Justus Neumann, Jeffrey A. Newman, David L. Nidever, Farnik Nikakhtar, Christian Nitschelm, Julia E. O'Connell, Luis Garma-Oehmichen, Gabriel Luan Souza de Oliveira, Richard Olney, Daniel Oravetz, Mario Ortigoza-Urdaneta, Yeisson Osorio, Justin Otter, Zachary J. Pace, Nelson Padilla, Kaike Pan, Hsi-An Pan, Taniya Parikh, James Parker, Sebastien Peirani, Karla Peña Ramírez, Samantha Penny, Will J. Percival, Ismael Perez-Fournon, Marc

- Pinsonneault, Frédérick Poidevin, Vijith Jacob Poovelil, Adrian M. Price-Whelan, Anna Bárbara de Andrade Queiroz, M. Jordan Raddick, Amy Ray, Sandro Barboza Rembold, Nicole Riddle, Rogemar A. Riffel, Rogério Riffel, Hans-Walter Rix, Annie C. Robin, Aldo Rodríguez-Puebla, Alexandre Roman-Lopes, Carlos Román-Zúñiga, Benjamin Rose, Ashley J. Ross, Graziano Rossi, Kate H. R. Rubin, Mara Salvato, Sebastián F. Sánchez, José R. Sánchez-Gallego, Robyn Sanderson, Felipe Antonio Santana Rojas, Edgar Sarceno, Regina Sarmiento, Conor Sayres, Elizaveta Sazonova, Adam L. Schaefer, Ricardo Schiavon, David J. Schlegel, Donald P. Schneider, Mathias Schultheis, Axel Schwöpe, Aldo Serenelli, Javier Serna, Zhengyi Shao, Griffin Shapiro, Anubhav Sharma, Yue Shen, Matthew Shetrone, Yiping Shu, Joshua D. Simon, M. F. Skrutskie, Rebecca Smethurst, Verne Smith, Jennifer Sobeck, Taylor Spoo, Dani Sprague, David V. Stark, Keivan G. Stassun, Matthias Steinmetz, Dennis Stello, Alexander Stone-Martinez, Thaisa Storchi-Bergmann, Guy S. Stringfellow, Amelia Stutz, Yung-Chau Su, Manuchehr Taghizadeh-Popp, Michael S. Talbot, Jamie Tayar, Eduardo Telles, Johanna Teske, Ani Thakar, Christopher Theissen, Andrew Tkachenko, Daniel Thomas, Rita Tojeiro, Hector Hernandez Toledo, Nicholas W. Troup, Jonathan R. Trump, James Trussler, Jacqueline Turner, Sarah Tuttle, Eduardo Unda-Sanzana, José Antonio Vázquez-Mata, Marica Valentini, Octavio Valenzuela, Jaime Vargas-González, Mariana Vargas-Magaña, Pablo Vera Alfaro, Sandro Villanova, Fiorenzo Vincenzo, David Wake, Jack T. Warfield, Jessica Diane Washington, Benjamin Alan Weaver, Anne-Marie Weijmans, David H. Weinberg, Achim Weiss, Kyle B. Westfall, Vivienne Wild, Matthew C. Wilde, John C. Wilson, Robert F. Wilson, Mikayla Wilson, Julien Wolf, W. M. Wood-Vasey, Renbin Yan, Olga Zamora, Gail Zasowski, Kai Zhang, Cheng Zhao, Zheng Zheng, Zheng Zheng, and Kai Zhu. The Seventeenth Data Release of the Sloan Digital Sky Surveys : Complete Release of MaNGA, MaStar, and APOGEE-2 Data. *ApJS*, 259 (2) :35, April 2022a. doi : 10.3847/1538-4365/ac4414.
- Michael R. Blanton, Matthew A. Bershady, Bela Abolfathi, Franco D. Albareti, Carlos Allende Prieto, Andres Almeida, Javier Alonso-García, Friedrich Anders, Scott F. Anderson, Brett Andrews, Erik Aquino-Ortíz, Alfonso Aragón-Salamanca, Maria Argudo-Fernández, Eric Armengaud, Eric Aubourg, Vladimir Avila-Reese, Carles Badenes, Stephen Bailey, Kathleen A. Barger, Jorge Barrera-Ballesteros, Curtis Bartosz, Dominic Bates, Falk Baumgarten, Julian Bautista, Rachael Beaton, Timothy C. Beers, Francesco Belli, Chad F. Bender, Andreas A. Berlind, Mariangela Bernardi, Florian Beutler, Jonathan C. Bird, Dmitry Bizyaev, Guillermo A. Blanc, Michael Blomqvist, Adam S. Bolton, Médéric Boquien, Jura Borissova, Remco van den Bosch, Jo Bovy, William N. Brandt, Jonathan Brinkmann, Joel R. Brownstein, Kevin Bundy, Adam J. Burgasser, Etienne Burtin, Nicolás G. Busca, Michele Cappellari, Maria Leticia Delgado Carigi, Joleen K. Carlberg, Aurelio Carnero Rosell, Ricardo Carrera, Nancy J. Chantover, Brian Cherinka, Edmond Cheung, Yilen Gómez Maqueo Chew, Cristina Chiappini, Peter Doohyun Choi, Drew Chojnowski, Chia-Hsun Chuang, Haeun Chung, Rafael Fernando Cirolini, Nicolas Clerc, Roger E. Cohen, Johan Comparat, Luiz da Costa, Marie-Claude Cousinou, Kevin Covey, Jeffrey D. Crane, Rupert A. C. Croft, Irene Cruz-Gonzalez, Daniel Garrido Cuadra, Katia Cunha, Guillermo J. Damke, Jeremy Darling, Roger Davies, Kyle Dawson, Axel de la Macorra, Flavia Dell’Agli, Nathan De Lee, Timothée Delubac, Francesco Di Mille, Aleks Diamond-Stanic, Mariana Cano-Díaz, John Donor, Juan José Downes, Niv Drory, Hélión du Mas des Bourboux, Christo-

pher J. Duckworth, Tom Dwelly, Jamie Dyer, Garrett Ebelke, Arthur D. Eigenbrot, Daniel J. Eisenstein, Eric Emsellem, Mike Eracleous, Stephanie Escoffier, Michael L. Evans, Xiaohui Fan, Emma Fernández-Alvar, J. G. Fernandez-Trincado, Diane K. Feuillet, Alexis Finoguenov, Scott W. Fleming, Andreu Font-Ribera, Alexander Fredrickson, Gordon Freischlad, Peter M. Frinchaboy, Carla E. Fuentes, Lluís Galbany, R. Garcia-Dias, D. A. García-Hernández, Patrick Gaulme, Doug Geisler, Joseph D. Gelfand, Héctor Gil-Marín, Bruce A. Gillespie, Daniel Goddard, Violeta Gonzalez-Perez, Kathleen Grabowski, Paul J. Green, Catherine J. Grier, James E. Gunn, Hong Guo, Julien Guy, Alex Hagen, ChangHoon Hahn, Matthew Hall, Paul Harding, Sten Hasselquist, Suzanne L. Hawley, Fred Hearty, Jonay I. Gonzalez Hernández, Shirley Ho, David W. Hogg, Kelly Holley-Bockelmann, Jon A. Holtzman, Parker H. Holzer, Joseph Huehnerhoff, Timothy A. Hutchinson, Ho Seong Hwang, Héctor J. Ibarra-Medel, Gabriele da Silva Ilha, Inese I. Ivans, KeShawn Ivory, Kelly Jackson, Trey W. Jensen, Jennifer A. Johnson, Amy Jones, Henrik Jönsson, Eric Jullo, Vikrant Kamble, Karen Kinemuchi, David Kirkby, Francisco-Shu Kitaura, Mark Klaene, Gillian R. Knapp, Jean-Paul Kneib, Juna A. Kollmeier, Ivan Lacerna, Richard R. Lane, Dustin Lang, David R. Law, Daniel Lazarz, Youngbae Lee, Jean-Marc Le Goff, Fu-Heng Liang, Cheng Li, Hongyu Li, Jianhui Lian, Marcos Lima, Lihwai Lin, Yen-Ting Lin, Sara Bertran de Lis, Chao Liu, Miguel Angel C. de Icaza Lizaola, Dan Long, Sara Lucatello, Britt Lundgren, Nicholas K. MacDonald, Alice Deconto Machado, Chelsea L. MacLeod, Suvrath Mahadevan, Marcio Antonio Geimba Maia, Roberto Maiolino, Steven R. Majewski, Elena Malanushenko, Viktor Malanushenko, Arturo Manchado, Shude Mao, Claudia Maraston, Rui Marques-Chaves, Thomas Masseron, Karen L. Masters, Cameron K. McBride, Richard M. McDermid, Brianne McGrath, Ian D. McGreer, Nicolás Medina Peña, Matthew Melendez, Andrea Merloni, Michael R. Merrifield, Szabolcs Mészáros, Andres Meza, Ivan Minchev, Dante Minniti, Takamitsu Miyaji, Surhud More, John Mulchaey, Francisco Müller-Sánchez, Demitri Muna, Ricardo R. Munoz, Adam D. Myers, Preeti Nair, Kirpal Nandra, Janaina Correa do Nascimento, Alenka Negrete, Melissa Ness, Jeffrey A. Newman, Robert C. Nichol, David L. Nidever, Christian Nitschelm, Pierros Ntelis, Julia E. O'Connell, Ryan J. Oelkers, Audrey Oravetz, Daniel Oravetz, Zach Pace, Nelson Padilla, Nathalie Palanque-Delabrouille, Pedro Alonso Palicio, Kaike Pan, John K. Parejko, Taniya Parikh, Isabelle Pâris, Changbom Park, Alim Y. Patten, Sebastien Peirani, Marcos Pellejero-Ibanez, Samantha Penny, Will J. Percival, Ismael Perez-Fournon, Patrick Petitjean, Matthew M. Pieri, Marc Pinsonneault, Alice Pisani, Radosław Poleski, Francisco Prada, Abhishek Prakash, Anna Bárbara de Andrade Queiroz, M. Jordan Raddick, Anand Raichoor, Sandro Barboza Rembold, Hannah Richstein, Rogemar A. Riffel, Rogério Riffel, Hans-Walter Rix, Annie C. Robin, Constance M. Rockosi, Sergio Rodríguez-Torres, A. Roman-Lopes, Carlos Román-Zúñiga, Margarita Rosado, Ashley J. Ross, Graziano Rossi, John Ruan, Rossana Ruggeri, Eli S. Rykoff, Salvador Salazar-Albornoz, Mara Salvato, Ariel G. Sánchez, D. S. Aguado, José R. Sánchez-Gallego, Felipe A. Santana, Basilio Xavier Santiago, Conor Sayres, Ricardo P. Schiavon, Jaderson da Silva Schimoia, Edward F. Schlafly, David J. Schlegel, Donald P. Schneider, Mathias Schultheis, William J. Schuster, Axel Schwöpe, Hee-Jong Seo, Zhengyi Shao, Shiyin Shen, Matthew Shetrone, Michael Shull, Joshua D. Simon, Danielle Skinner, M. F. Skrutskie, Anže Slosar, Verne V. Smith, Jennifer S. Sobeck, Flavia Sobreira, Garrett Somers, Diogo Souto, David V. Stark, Keivan Stassun, Fritz Stauffer, Matthias

- Steinmetz, Thaisa Storchi-Bergmann, Alina Streblyanska, Guy S. Stringfellow, Genaro Suárez, Jing Sun, Nao Suzuki, Laszlo Szigeti, Manuchehr Taghizadeh-Popp, Baitian Tang, Charling Tao, Jamie Tayar, Mita Tembe, Johanna Teske, Aniruddha R. Thakar, Daniel Thomas, Benjamin A. Thompson, Jeremy L. Tinker, Patricia Tissera, Rita Tojeiro, Hector Hernandez Toledo, Sylvain de la Torre, Christy Tremonti, Nicholas W. Troup, Octavio Valenzuela, Inma Martinez Valpuesta, Jaime Vargas-González, Mariana Vargas-Magaña, Jose Alberto Vazquez, Sandro Villanova, M. Vivek, Nicole Vogt, David Wake, Rene Walterbos, Yuting Wang, Benjamin Alan Weaver, Anne-Marie Weijmans, David H. Weinberg, Kyle B. Westfall, David G. Whelan, Vivienne Wild, John Wilson, W. M. Wood-Vasey, Dominika Wylezalek, Ting Xiao, Renbin Yan, Meng Yang, Jason E. Ybarra, Christophe Yèche, Nadia Zakamska, Olga Zamora, Pauline Zarrouk, Gail Zasowski, Kai Zhang, Gong-Bo Zhao, Zheng Zheng, Zheng Zheng, Xu Zhou, Zhi-Min Zhou, Guangtun B. Zhu, Manuela Zoccali, and Hu Zou. Sloan Digital Sky Survey IV : Mapping the Milky Way, Nearby Galaxies, and the Distant Universe. *AJ*, 154(1) :28, July 2017. doi : 10.3847/1538-3881/aa7567.
- Ana E. García Pérez, Katia Cunha, Matthew Shetrone, Steven R. Majewski, Jennifer A. Johnson, Verne V. Smith, Ricardo P. Schiavon, Jon Holtzman, David Nidever, Gail Zasowski, Carlos Allende Prieto, Timothy C. Beers, Dmitry Bizyaev, Garrett Ebelke, Daniel J. Eisenstein, Peter M. Frinchaboy, Léo Girardi, Fred R. Hearty, Elena Malanushenko, Viktor Malanushenko, Szabolcs Meszaros, Robert W. O’Connell, Daniel Oravetz, Kaike Pan, Annie C. Robin, Donald P. Schneider, Mathias Schultheis, Michael F. Skrutskie, Audrey Simmonsand, and John C. Wilson. Very Metal-poor Stars in the Outer Galactic Bulge Found by the APOGEE Survey. *ApJ*, 767(1) :L9, April 2013. doi : 10.1088/2041-8205/767/1/L9.
- Marie Martig, Hans-Walter Rix, Victor Silva Aguirre, Saskia Hekker, Benoit Mosser, Yvonne Elsworth, Jo Bovy, Dennis Stello, Friedrich Anders, Rafael A. García, Jamie Tayar, Thaise S. Rodrigues, Sarbani Basu, Ricardo Carrera, Tugdual Ceillier, William J. Chaplin, Cristina Chiappini, Peter M. Frinchaboy, D. A. García-Hernández, Fred R. Hearty, Jon Holtzman, Jennifer A. Johnson, Steven R. Majewski, Savita Mathur, Szabolcs Mészáros, Andrea Miglio, David Nidever, Kaike Pan, Marc Pinsonneault, Ricardo P. Schiavon, Donald P. Schneider, Aldo Serenelli, Matthew Shetrone, and Olga Zamora. Young α -enriched giant stars in the solar neighbourhood. *MNRAS*, 451(2) :2230–2243, August 2015. doi : 10.1093/mnras/stv1071.
- Christian R. Hayes, Thomas Masseron, Jennifer Sobeck, D. A. García-Hernández, Carlos Allende Prieto, Rachael L. Beaton, Katia Cunha, Sten Hasselquist, Jon A. Holtzman, Henrik Jönsson, Steven R. Majewski, Matthew Shetrone, Verne V. Smith, and Andrés Almeida. BACCHUS Analysis of Weak Lines in APOGEE Spectra (BAWLAS). *ApJS*, 262(1) :34, September 2022. doi : 10.3847/1538-4365/ac839f.
- G. Gilmore, S. Randich, M. Asplund, J. Binney, P. Bonifacio, J. Drew, S. Feltzing, A. Ferguson, R. Jeffries, G. Micela, I. Negueruela, T. Prusti, H. W. Rix, A. Vallenari, E. Alfaro, C. Allende-Prieto, C. Babusiaux, T. Bensby, R. Blomme, A. Bragaglia, E. Flaccomio, P. François, M. Irwin, S. Koposov, A. Korn, A. Lanzafame, E. Pancino, E. Paunzen, A. Recio-Blanco, G. Sacco, R. Smiljanic, S. Van Eck, N. Walton, D. Aden, C. Aerts, L. Affer, J. M. Alcalá, G. Altavilla, J. Alves, T. Antoja, F. Arenou, C. Argiroffi, A. Asensio Ramos, C. Bailer-Jones, L. Balaguer-Nunez, A. Bayo, B. Barbuy, G. Barisevicius, D. Barro y Navascues, C. Battistini, I. Bellas Velidis, M. Bellazzini, V. Belokurov, M. Ber-

- gemann, G. Bertelli, K. Biazzo, O. Bienayme, J. Bland-Hawthorn, C. Boeche, S. Bonito, S. Boudreault, J. Bouvier, I. Brandao, A. Brown, J. de Bruijne, M. Burleigh, J. Caballero, E. Caffau, F. Calura, R. Capuzzo-Dolcetta, M. Caramazza, G. Carraro, L. Casagrande, S. Casewell, S. Chapman, C. Chiappini, Y. Chorniy, N. Christlieb, M. Cignoni, G. Cocozza, M. Colless, R. Collet, M. Collins, M. Correnti, E. Covino, D. Crnojevic, M. Cropper, M. Cunha, F. Damiani, M. David, A. Delgado, S. Duffau, B. Edvardsson, J. Eldridge, H. Enke, K. Eriksson, N. W. Evans, L. Eyer, B. Famaey, M. Fellhauer, I. Ferreras, F. Figueras, G. Fiorentino, C. Flynn, D. Folha, E. Franciosini, A. Frasca, K. Freeman, Y. Fremat, E. Friel, B. Gaensicke, J. Gameiro, F. Garzon, S. Geier, D. Geisler, O. Gerhard, B. Gibson, A. Gomboc, A. Gomez, C. Gonzalez-Fernandez, J. Gonzalez Hernandez, E. Gosset, E. Grebel, R. Greimel, M. Groenewegen, F. Grundahl, M. Guarcello, B. Gustafsson, P. Hadrava, D. Hatzidimitriou, N. Hambly, P. Hammersley, C. Hansen, M. Haywood, U. Heber, U. Heiter, E. Held, A. Helmi, G. Hensler, A. Herrero, V. Hill, S. Hodgkin, N. Huelamo, A. Huxor, R. Ibata, R. Jackson, R. de Jong, P. Jonker, S. Jordan, C. Jordi, A. Jorissen, D. Katz, D. Kawata, S. Keller, N. Kharchenko, R. Klement, A. Klutsch, J. Knude, A. Koch, O. Kochukhov, M. Kontizas, P. Koubsky, R. Lallement, P. de Laverny, F. van Leeuwen, B. Lemasle, G. Lewis, K. Lind, H. P. E. Lindstrom, A. Lobel, J. Lopez Santiago, P. Lucas, H. Ludwig, T. Lueftinger, L. Magrini, J. Maiz Apellaniz, J. Maldonado, G. Marconi, A. Marino, C. Martayan, I. Martinez-Valpuesta, G. Matijevic, R. McMahon, S. Messina, M. Meyer, A. Miglio, S. Mikolaitis, I. Minchev, D. Minniti, A. Moitinho, Y. Momany, L. Monaco, M. Montalto, M. J. Monteiro, R. Monier, D. Montes, A. Mora, E. Moraux, T. Morel, N. Mowlavi, A. Mucciarelli, U. Munari, R. Napiwotzki, N. Nardetto, T. Naylor, Y. Naze, G. Nelemans, S. Okamoto, S. Ortolani, G. Pace, F. Palla, J. Palous, R. Parker, J. Penarrubia, I. Pillitteri, G. Piotto, H. Posbic, L. Prisinzano, E. Puzeras, A. Quirrenbach, S. Ragaini, J. Read, M. Read, C. Reyle, J. De Ridder, N. Robichon, A. Robin, S. Roeser, D. Romano, F. Royer, G. Ruchti, A. Ruzicka, S. Ryan, N. Ryde, N. Santos, J. Sanz Forcada, L. M. Sarro Baro, L. Sbordone, E. Schilbach, S. Schmeja, O. Schnurr, R. Schoenrich, R. D. Scholz, G. Seabroke, S. Sharma, G. De Silva, M. Smith, E. Solano, R. Sordo, C. Soubiran, S. Sousa, A. Spagna, M. Steffen, M. Steinmetz, B. Stelzer, E. Stempels, H. Taberner, G. Tautvaisiene, F. Thevenin, J. Torra, M. Tosi, E. Tolstoy, C. Turon, M. Walker, J. Wambsganss, C. Worley, K. Venn, J. Vink, R. Wyse, S. Zaggia, W. Zeilinger, M. Zoccali, J. Zorec, D. Zucker, T. Zwitter, and Gaia-ESO Survey Team. The Gaia-ESO Public Spectroscopic Survey. *The Messenger*, 147 :25–31, March 2012.
- S. Randich, G. Gilmore, L. Magrini, G. G. Sacco, R. J. Jackson, R. D. Jeffries, C. C. Worley, A. Hourihane, A. Gonneau, C. Viscasillas Vazquez, E. Franciosini, J. R. Lewis, E. J. Alfaro, C. Allende Prieto, T. Bensby, R. Blomme, A. Bragaglia, E. Flaccomio, P. François, M. J. Irwin, S. E. Koposov, A. J. Korn, A. C. Lanzafame, E. Pancino, A. Recio-Blanco, R. Smiljanic, S. Van Eck, T. Zwitter, M. Asplund, P. Bonifacio, S. Feltzing, J. Binney, J. Drew, A. M. N. Ferguson, G. Micela, I. Negueruela, T. Prusti, H. W. Rix, A. Vallenari, A. Bayo, M. Bergemann, K. Biazzo, G. Carraro, A. R. Casey, F. Damiani, A. Frasca, U. Heiter, V. Hill, P. Jofré, P. de Laverny, K. Lind, G. Marconi, C. Martayan, T. Masseron, L. Monaco, L. Morbidelli, L. Prisinzano, L. Sbordone, S. G. Sousa, S. Zaggia, V. Adibekyan, R. Bonito, E. Caffau, S. Daflon, D. K. Feuillet, M. Gebran, J. I. Gonzalez Hernandez, G. Guiglion, A. Herrero, A. Lobel, J. Maiz Apellaniz, T. Merle, Š. Mikolaitis, D. Montes, T. Morel, C. Soubiran, L. Spina, H. M. Taberner, G. Tautvaišiene, G. Traven, M. Valentini, M. Van der Swaelmen, S. Villanova, N. J. Wright, U. Abbas, V. Aguirre

- Børsen-Koch, J. Alves, L. Balaguer-Nunez, P. S. Barklem, D. Barrado, S. R. Berlanas, A. S. Binks, A. Bressan, R. Capuzzo-Dolcetta, L. Casagrande, L. Casamiquela, R. S. Collins, V. D’Orazi, M. L. L. Dantas, V. P. Debattista, E. Delgado-Mena, P. Di Marcantonio, A. Drazdauskas, N. W. Evans, B. Famaey, M. Franchini, Y. Frémat, E. D. Friel, X. Fu, D. Geisler, O. Gerhard, E. A. Gonzalez Solares, E. K. Grebel, M. L. Gutierrez Albarran, D. Hatzidimitriou, E. V. Held, F. Jiménez-Esteban, H. Jönsson, C. Jordi, T. Khachatryan, G. Kordopatis, J. Kos, N. Lagarde, L. Mahy, M. Mapelli, E. Marfil, S. L. Martell, S. Messina, A. Miglio, I. Minchev, A. Moitinho, J. Montalbán, M. J. P. F. G. Monteiro, C. Morossi, N. Mowlavi, A. Mucciarelli, D. N. A. Murphy, N. Nardetto, S. Ortolani, F. Palletou, J. Palouš, E. Paunzen, J. C. Pickering, A. Quirrenbach, P. Re Fiorentin, J. I. Read, D. Romano, N. Ryde, N. Sanna, W. Santos, G. M. Seabroke, A. Spagna, M. Steinmetz, E. Stonkutė, E. Sutorius, F. Thévenin, M. Tosi, M. Tsantaki, J. S. Vink, N. Wright, R. F. G. Wyse, M. Zoccali, J. Zorec, D. B. Zucker, and N. A. Walton. The Gaia-ESO Public Spectroscopic Survey : Implementation, data products, open cluster survey, science, and legacy. *A&A*, 666 :A121, October 2022. doi : 10.1051/0004-6361/202243141.
- Viola Hegedűs, Szabolcs Mészáros, Paula Jofré, Guy S. Stringfellow, Diane Feuillet, Domingo Aníbal García-Hernández, Christian Nitschelm, and Olga Zamora. Comparative analysis of atmospheric parameters from high-resolution spectroscopic sky surveys : APOGEE, GALAH, Gaia-ESO. *A&A*, 670 :A107, February 2023. doi : 10.1051/0004-6361/202244813.
- Gavin Dalton, Scott C. Trager, Don Carlos Abrams, David Carter, Piercarlo Bonifacio, J. Alfonso L. Aguerrí, Mike MacIntosh, Chris Evans, Ian Lewis, Ramon Navarro, Tibor Agocs, Kevin Dee, Sophie Rousset, Ian Tosh, Kevin Middleton, Johannes Pragt, David Terrett, Matthew Brock, Chris Benn, Marc Verheijen, Diego Cano Infantes, Craig Bevil, Iain Steele, Chris Mottram, Stuart Bates, Francis J. Gribbin, Jürg Rey, Luis Fernando Rodriguez, Jose Miguel Delgado, Isabelle Guinouard, Nic Walton, Michael J. Irwin, Pascal Jagourel, Remko Stuik, Gerrit Gerlofsma, Ronald Roelfsma, Ian Skillen, Andy Ridings, Marc Balcells, Jean-Baptiste Daban, Carole Gouvret, Lars Venema, and Paul Girard. WEAVE : the next generation wide-field spectroscopy facility for the William Herschel Telescope. In Ian S. McLean, Suzanne K. Ramsay, and Hideki Takami, editors, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy IV*, volume 8446 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 84460P, September 2012. doi : 10.1117/12.925950.
- Roelof S. de Jong, Sam Barden, Olga Bellido-Tirado, Joar Brynnel, Cristina Chiappini, Éric Depagne, Roger Haynes, Diana Johl, Daniel P. Phillips, Olivier Schnurr, Axel D. Schwöpe, Jakob Walcher, Svend M. Bauer, Gabriele Cescutti, Maria-Rosa L. Cioni, Frank Dionies, Harry Enke, Dionne M. Haynes, Andreas Kelz, Francisco S. Kitaura, Georg Lamer, Ivan Minchev, Volker Müller, Sebastián. E. Nuza, Jean-Christophe Olaya, Tilmann Piffl, Emil Popow, Allar Saviavuk, Matthias Steinmetz, Uğur Ural, Monica Valentini, Roland Winkler, Lutz Wisotzki, Wolfgang R. Ansorge, Manda Banerji, Eduardo Gonzalez Solares, Mike Irwin, Robert C. Kennicutt, David M. P. King, Richard McMahon, Sergey Koposov, Ian R. Parry, Xiaowei Sun, Nicholas A. Walton, Gert Finger, Olaf Iwert, Mirko Krumpe, Jean-Louis Lizon, Vincenzo Mainieri, Jean-Philippe Amans, Piercarlo Bonifacio, Matthieu Cohen, Patrick François, Pascal Jagourel, Shan B. Mignot, Frédéric Royer, Paola Sartoretti, Ralf Bender, Hans-Joachim Hess, Florian Lang-Bardl, Bernard Muschielok, Jörg Schlichter, Hans Böhringer, Thomas Boller, Angela

- Bongiorno, Marcella Brusa, Tom Dwelly, Andrea Merloni, Kirpal Nandra, Mara Salvato, Johannes H. Pragt, Ramón Navarro, Gerrit Gerlofsma, Ronald Roelfsema, Gavin B. Dalton, Kevin F. Middleton, Ian A. Tosh, Corrado Boeche, Elisabetta Caffau, Norbert Christlieb, Eva K. Grebel, Camilla J. Hansen, Andreas Koch, Hans-G. Ludwig, Holger Mandel, Andreas Quirrenbach, Luca Sbordone, Walter Seifert, Guido Thimm, Amina Helmi, Scott C. trager, Thomas Bensby, Sofia Feltzing, Gregory Ruchti, Bengt Edvardsson, Andreas Korn, Karin Lind, Wilfried Boland, Matthew Colless, Gabriella Frost, James Gilbert, Peter Gillingham, Jon Lawrence, Neville Legg, Will Saunders, Andrew Sheinis, Simon Driver, Aaron Robotham, Roland Bacon, Patrick Caillier, Johan Kosmalski, Florence Laurent, and Johan Richard. 4MOST : 4-metre Multi-Object Spectroscopic Telescope. In Suzanne K. Ramsay, Ian S. McLean, and Hideki Takami, editors, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy V*, volume 9147 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 91470M, July 2014. doi : 10.1117/12.2055826.
- M. A. C. Perryman, K. S. de Boer, G. Gilmore, E. Høg, M. G. Lattanzi, L. Lindegren, X. Luri, F. Mignard, O. Pace, and P. T. de Zeeuw. GAIA : Composition, formation and evolution of the Galaxy. *A&A*, 369 :339–363, April 2001. doi : 10.1051/0004-6361:20010085.
- Gaia Collaboration, T. Prusti, J. H. J. de Bruijne, A. G. A. Brown, A. Vallenari, C. Babusiaux, C. A. L. Bailer-Jones, U. Bastian, M. Biermann, D. W. Evans, L. Eyer, F. Jansen, C. Jordi, S. A. Klioner, U. Lammers, L. Lindegren, X. Luri, F. Mignard, D. J. Milligan, C. Panem, V. Poinsignon, D. Pourbaix, S. Randich, G. Sarri, P. Sartoretti, H. I. Siddiqui, C. Soubiran, V. Valette, F. van Leeuwen, N. A. Walton, C. Aerts, F. Arenou, M. Cropper, R. Drimmel, E. Høg, D. Katz, M. G. Lattanzi, W. O’Mullane, E. K. Grebel, A. D. Holland, C. Huc, X. Passot, L. Bramante, C. Cacciari, J. Castañeda, L. Chaoul, N. Cheek, F. De Angeli, C. Fabricius, R. Guerra, J. Hernández, A. Jean-Antoine-Piccolo, E. Masana, R. Messineo, N. Mowlavi, K. Nienartowicz, D. Ordóñez-Blanco, P. Panuzzo, J. Portell, P. J. Richards, M. Riello, G. M. Seabroke, P. Tanga, F. Thévenin, J. Torra, S. G. Els, G. Gracia-Abril, G. Comoretto, M. Garcia-Reinaldos, T. Lock, E. Mercier, M. Altmann, R. Andrae, T. L. Astraatmadja, I. Bellas-Velidis, K. Benson, J. Berthier, R. Blomme, G. Busso, B. Carry, A. Cellino, G. Clementini, S. Cowell, O. Creevey, J. Cuypers, M. Davidson, J. De Ridder, A. de Torres, L. Delchambre, A. Dell’Oro, C. Ducourant, Y. Frémat, M. García-Torres, E. Gosset, J. L. Halbwachs, N. C. Hambly, D. L. Harrison, M. Hauser, D. Hestroffer, S. T. Hodgkin, H. E. Huckle, A. Hutton, G. Jasiewicz, S. Jordan, M. Kontizas, A. J. Korn, A. C. Lanzafame, M. Manteiga, A. Moitinho, K. Muinonen, J. Osinde, E. Pancino, T. Pauwels, J. M. Petit, A. Recio-Blanco, A. C. Robin, L. M. Sarro, C. Siopis, M. Smith, K. W. Smith, A. Sozzetti, W. Thuillot, W. van Reeve, Y. Viala, U. Abbas, A. Abreu Aramburu, S. Accart, J. J. Aguado, P. M. Allan, W. Allasia, G. Altavilla, M. A. Álvarez, J. Alves, R. I. Anderson, A. H. Andrei, E. Anglada Varela, E. Antiche, T. Antoja, S. Antón, B. Arcay, A. Atzei, L. Ayache, N. Bach, S. G. Baker, L. Balaguer-Núñez, C. Barache, C. Barata, A. Barbier, F. Barblan, M. Baroni, D. Barrado y Navascués, M. Barros, M. A. Barstow, U. Becciani, M. Bellazzini, G. Bellei, A. Bello García, V. Belokurov, P. Bendjoya, A. Berihuete, L. Bianchi, O. Bienaymé, F. Billebaud, N. Blagorodnova, S. Blanco-Cuaresma, T. Boch, A. Bombrun, R. Borrachero, S. Bouquillon, G. Bourda, H. Bouy, A. Bragaglia, M. A. Breddels, N. Brouillet, T. Brüsemeister, B. Bucciarelli, F. Budnik, P. Burgess, R. Burgon, A. Burlacu, D. Busonero, R. Buzzi, E. Caffau, J. Cambras, H. Campbell, R. Cancilliere, T. Cantat-Gaudin, T. Carlucci, J. M. Carrasco, M. Cas-

tellani, P. Charlot, J. Charnas, P. Charvet, F. Chassat, A. Chiavassa, M. Clotet, G. Cozza, R. S. Collins, P. Collins, G. Costigan, F. Crifo, N. J. G. Cross, M. Crosta, C. Crowley, C. Dafonte, Y. Damerджи, A. Dapergolas, P. David, M. David, P. De Cat, F. de Felice, P. de Laverny, F. De Luise, R. De March, D. de Martino, R. de Souza, J. Debosscher, E. del Pozo, M. Delbo, A. Delgado, H. E. Delgado, F. di Marco, P. Di Matteo, S. Diakite, E. Distefano, C. Dolding, S. Dos Anjos, P. Drazinos, J. Durán, Y. Dzigan, E. Ecale, B. Edvardsson, H. Enke, M. Erdmann, D. Escolar, M. Espina, N. W. Evans, G. Eynard Bontemps, C. Fabre, M. Fabrizio, S. Faigler, A. J. Falcão, M. Farràs Casas, F. Faye, L. Federici, G. Fedorets, J. Fernández-Hernández, P. Fernique, A. Fienga, F. Figueras, F. Filippi, K. Findeisen, A. Fonti, M. Fouesneau, E. Fraile, M. Fraser, J. Fuchs, R. Furnell, M. Gai, S. Galleti, L. Galluccio, D. Garabato, F. García-Sedano, P. Garé, A. Garofalo, N. Garralda, P. Gavras, J. Gerssen, R. Geyer, G. Gilmore, S. Girona, G. Giuffrida, M. Gomes, A. González-Marcos, J. González-Núñez, J. J. González-Vidal, M. Granvik, A. Guerrier, P. Guillout, J. Guiraud, A. Gúrpide, R. Gutiérrez-Sánchez, L. P. Guy, R. Haigron, D. Hatzidimitriou, M. Haywood, U. Heiter, A. Helmi, D. Hobbs, W. Hofmann, B. Holl, G. Holland, J. A. S. Hunt, A. Hypki, V. Icardi, M. Irwin, G. Jevardat de Fombelle, P. Jofré, P. G. Jonker, A. Jorissen, F. Julbe, A. Karampelas, A. Kochoska, R. Kohley, K. Kolenberg, E. Kontizas, S. E. Kuposov, G. Kordopatis, P. Koubsky, A. Kowalczyk, A. Krone-Martins, M. Kudryashova, I. Kull, R. K. Bachchan, F. Lacoste-Seris, A. F. Lanza, J. B. Lavigne, C. Le Poncin-Lafitte, Y. Lebreton, T. Lebzelter, S. Leccia, N. Leclerc, I. Lecoeur-Taibi, V. Lemaitre, H. Lenhardt, F. Leroux, S. Liao, E. Licata, H. E. P. Lindstrøm, T. A. Lister, E. Livanou, A. Lobel, W. Löffler, M. López, A. Lopez-Lozano, D. Lorenz, T. Loureiro, I. MacDonald, T. Magalhães Fernandes, S. Managau, R. G. Mann, G. Mantelet, O. Marchal, J. M. Marchant, M. Marconi, J. Marie, S. Marinoni, P. M. Marrese, G. Marschalkó, D. J. Marshall, J. M. Martín-Fleitas, M. Martino, N. Mary, G. Matijević, T. Mazeh, P. J. McMillan, S. Messina, A. Mestre, D. Michalik, N. R. Millar, B. M. H. Miranda, D. Molina, R. Molinaro, M. Molinaro, L. Molnár, M. Moniez, P. Montegriffo, D. Monteiro, R. Mor, A. Mora, R. Morbidelli, T. Morel, S. Morgenthaler, T. Morley, D. Morris, A. F. Mulone, T. Muraveva, I. Musella, J. Narbonne, G. Nelemans, L. Nicastro, L. Noval, C. Ordénovic, J. Ordieres-Meré, P. Osborne, C. Pagani, I. Pagano, F. Pailler, H. Palacin, L. Palaversa, P. Parsons, T. Paulsen, M. Pecoraro, R. Pedrosa, H. Pentikäinen, J. Pereira, B. Pichon, A. M. Piersimoni, F. X. Pineau, E. Plachy, G. Plum, E. Poujoulet, A. Prša, L. Pulone, S. Ragaini, S. Rago, N. Rambaux, M. Ramos-Lerate, P. Ranalli, G. Rauw, A. Read, S. Regibo, F. Renk, C. Reylé, R. A. Ribeiro, L. Rimoldini, V. Ripepi, A. Riva, G. Rixon, M. Roelens, M. Romero-Gómez, N. Rowell, F. Royer, A. Rudolph, L. Ruiz-Dern, G. Sadowski, T. Sagrìstà Sellés, J. Sahlmann, J. Salgado, E. Salguero, M. Sarasso, H. Savietto, A. Schnorh, M. Schultheis, E. Sciacca, M. Segol, J. C. Segovia, D. Segransan, E. Serpell, I. C. Shih, R. Smareglia, R. L. Smart, C. Smith, E. Solano, F. Solitro, R. Sordo, S. Soria Nieto, J. Souchay, A. Spagna, F. Spoto, U. Stampa, I. A. Steele, H. Steidelmüller, C. A. Stephenson, H. Stoev, F. F. Suess, M. Süveges, J. Surdej, L. Szabados, E. Szegedi-Elek, D. Tapiador, F. Taris, G. Tauran, M. B. Taylor, R. Teixeira, D. Terrett, B. Tingley, S. C. Trager, C. Turon, A. Ulla, E. Utrilla, G. Valentini, A. van Elteren, E. Van Hemelryck, M. van Leeuwen, M. Varadi, A. Vecchiato, J. Veljanoski, T. Via, D. Vicente, S. Vogt, H. Voss, V. Votruba, S. Voutsinas, G. Walmsley, M. Weiler, K. Weingrill, D. Werner, T. Wevers, G. Whitehead, Ł. Wyrzykowski, A. Yoldas, M. Žerjal, S. Zucker, C. Zurbach, T. Zwitter, A. Alecu, M. Allen, C. Allende Prieto, A. Amorim, G. Anglada-Escudé, V. Arsenijevic,

- S. Azaz, P. Balm, M. Beck, H. H. Bernstein, L. Bigot, A. Bijaoui, C. Blasco, M. Bonfigli, G. Bono, S. Boudreault, A. Bressan, S. Brown, P. M. Brunet, P. Bunclark, R. Buonanno, A. G. Butkevich, C. Carret, C. Carrion, L. Chemin, F. Chéreau, L. Corcione, E. Darmigny, K. S. de Boer, P. de Teodoro, P. T. de Zeeuw, C. Delle Luche, C. D. Domingues, P. Dubath, F. Fodor, B. Frézouls, A. Fries, D. Fustes, D. Fyfe, E. Gallardo, J. Gallegos, D. Gardiol, M. Gebran, A. Gomboc, A. Gómez, E. Grux, A. Gueguen, A. Heyrovsky, J. Hoar, G. Iannicola, Y. Isasi Parache, A. M. Janotto, E. Joliet, A. Jonckheere, R. Keil, D. W. Kim, P. Klagyivik, J. Klar, J. Knude, O. Kochukhov, I. Kolka, J. Kos, A. Kutka, V. Lainey, D. LeBouquin, C. Liu, D. Loreggia, V. V. Makarov, M. G. Marseille, C. Martayan, O. Martinez-Rubi, B. Massart, F. Meynadier, S. Mignot, U. Munari, A. T. Nguyen, T. Nordlander, P. Ocvirk, K. S. O’Flaherty, A. Olias Sanz, P. Ortiz, J. Osorio, D. Oszkiewicz, A. Ouzounis, M. Palmer, P. Park, E. Pasquato, C. Peltzer, J. Peralta, F. Péturaud, T. Pieniluoma, E. Pigozzi, J. Poels, G. Prat, T. Prod’homme, F. Raison, J. M. Rebordao, D. Risque, B. Rocca-Volmerange, S. Rosen, M. I. Ruiz-Fuertes, F. Russo, S. Sembay, I. Serraller Vizcaino, A. Short, A. Siebert, H. Silva, D. Sinachopoulos, E. Slezak, M. Soffel, D. Sosnowska, V. Straižys, M. ter Linden, D. Terrell, S. Theil, C. Tiede, L. Troisi, P. Tsalmantza, D. Tur, M. Vaccari, F. Vachier, P. Valles, W. Van Hamme, L. Veltz, J. Virtanen, J. M. Wallut, R. Wichmann, M. I. Wilkinson, H. Ziaepour, and S. Zschocke. The Gaia mission. *A&A*, 595 :A1, November 2016. doi : 10.1051/0004-6361/201629272.
- O. L. Creevey, R. Sordo, F. Pailler, Y. Frémat, U. Heiter, F. Thévenin, R. Andrae, M. Fouesneau, A. Lobel, C. A. L. Bailer-Jones, D. Garabato, I. Bellas-Velidis, E. Brugaletta, A. Lorca, C. Ordenovic, P. A. Palicio, L. M. Sarro, L. Delchambre, R. Drimmel, J. Rybizki, G. Torralba Elipe, A. J. Korn, A. Recio-Blanco, M. S. Schultheis, F. De Angeli, P. Montegriffo, A. Abreu Aramburu, S. Accart, M. A. Álvarez, J. Bakker, N. Brouillet, A. Burlacu, R. Carballo, L. Casamiquela, A. Chiavassa, G. Contursi, W. J. Cooper, C. Dafonte, A. Dapergolas, P. de Laverny, T. E. Dharmawardena, B. Edvardsson, Y. Le Fustec, P. García-Lario, M. García-Torres, A. Gomez, I. González-Santamaría, D. Hatzidimitriou, A. Jean-Antoine Piccolo, M. Kontiza, G. Kordopatis, A. C. Lanzafame, Y. Lebreton, E. L. Licata, H. E. P. Lindstrøm, E. Livanou, A. Magdaleno Romeo, M. Manteiga, F. Marocco, D. J. Marshall, N. Mary, C. Nicolas, L. Pallas-Quintela, C. Panem, B. Pichon, E. Poggio, F. Riclet, C. Robin, R. Santoveña, A. Silvelo, I. Slezak, R. L. Smart, C. Soubiran, M. Süveges, A. Ulla, E. Utrilla, A. Vallenari, H. Zhao, J. Zorec, D. Barrado, A. Bijaoui, J. C. Bouret, R. Blomme, I. Brott, S. Cassisi, O. Kochukhov, C. Martayan, D. Shulyak, and J. Silvester. Gaia Data Release 3. Astrophysical parameters inference system (Apsis). I. Methods and content overview. *A&A*, 674 :A26, June 2023. doi : 10.1051/0004-6361/202243688.
- C. A. L. Bailer-Jones, R. Andrae, B. Arcay, T. Astraatmadja, I. Bellas-Velidis, A. Berihuete, A. Bijaoui, C. Carrión, C. Dafonte, Y. Damerджи, A. Dapergolas, P. de Laverny, L. Delchambre, P. Drazinos, R. Drimmel, Y. Frémat, D. Fustes, M. García-Torres, C. Guédé, U. Heiter, A. M. Janotto, A. Karamelas, D. W. Kim, J. Knude, I. Kolka, E. Kontizas, M. Kontizas, A. J. Korn, A. C. Lanzafame, Y. Lebreton, H. Lindstrøm, C. Liu, E. Livanou, A. Lobel, M. Manteiga, C. Martayan, Ch. Ordenovic, B. Pichon, A. Recio-Blanco, B. Rocca-Volmerange, L. M. Sarro, K. Smith, R. Sordo, C. Soubiran, J. Surdej, F. Thévenin, P. Tsalmantza, A. Vallenari, and J. Zorec. The Gaia astrophysical parameters inference system (Apsis). Pre-launch description. *A&A*, 559 :A74, November 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201322344.
- A. Recio-Blanco, P. de Laverny, P. A. Palicio, G. Kordopatis, M. A. Álvarez, M. Schul-

- theis, G. Contursi, H. Zhao, G. Torralba Elipe, C. Ordenovic, M. Manteiga, C. Dafonte, I. Oreshina-Slezak, A. Bijaoui, Y. Fremat, G. Seabroke, F. Pailler, E. Spitoni, E. Poggio, O. L. Creevey, A. Abreu Aramburu, S. Accart, R. Andrae, C. A. L. Bailer-Jones, I. Bellas-Velidis, N. Brouillet, E. Brugaletta, A. Burlacu, R. Carballo, L. Casamiquela, A. Chia-vassa, W. J. Cooper, A. Dapergolas, L. Delchambre, T. E. Dharmawardena, R. Drimmel, B. Edvardsson, M. Fouesneau, D. Garabato, P. Garcia-Lario, M. Garcia-Torres, A. Gavel, A. Gomez, I. Gonzalez-Santamaria, D. Hatzidimitriou, U. Heiter, A. Jean-Antoine Piccolo, M. Kontizas, A. J. Korn, A. C. Lanzafame, Y. Lebreton, Y. Le Fustec, E. L. Licata, H. E. P. Lindstrom, E. Livanou, A. Lobel, A. Lorca, A. Magdaleno Romeo, F. Marocco, D. J. Marshall, N. Mary, C. Nicolas, L. Pallas-Quintela, C. Panem, B. Pichon, F. Riclet, C. Robin, J. Rybizki, R. Santovena, A. Silvelo, R. L. Smart, L. M. Sarro, R. Sordo, C. Soubiran, M. Suvege, A. Ulla, A. Vallenari, J. Zorec, E. Utrilla, and J. Bakker. Gaia Data Release 3 : Analysis of RVS spectra using the General Stellar Parametriser from spectroscopy. [arXiv e-prints](https://arxiv.org/abs/2206.05541), art. arXiv :2206.05541, June 2022.
- D. Katz, P. Sartoretti, A. Guerrier, P. Panuzzo, G. M. Seabroke, F. Thévenin, M. Cropper, K. Benson, R. Blomme, R. Haigron, O. Marchal, M. Smith, S. Baker, L. Chemin, Y. Damerdjji, M. David, C. Dolding, Y. Frémat, E. Gosset, K. Janßen, G. Jasiewicz, A. Lobel, G. Plum, N. Samaras, O. Snaith, C. Soubiran, O. Vanel, T. Zwitter, T. Antoja, F. Arenou, C. Babusiaux, N. Brouillet, E. Caffau, P. Di Matteo, C. Fabre, C. Fabricius, F. Fraga-Lladra, M. Haywood, H. E. Huckle, C. Hottier, Y. Lasne, N. Leclerc, A. Mastrobuono-Battisti, F. Royer, D. Teyssier, J. Zorec, F. Crifo, A. Jean-Antoine Piccolo, C. Turon, and Y. Viala. Gaia Data Release 3. Properties and validation of the radial velocities. *A&A*, 674 :A5, June 2023. doi : 10.1051/0004-6361/202244220.
- Gaia Collaboration, A. Vallenari, A. G. A. Brown, T. Prusti, J. H. J. de Bruijne, F. Arenou, C. Babusiaux, M. Biermann, O. L. Creevey, C. Ducourant, D. W. Evans, L. Eyer, R. Guerra, A. Hutton, C. Jordi, S. A. Klioner, U. L. Lammers, L. Lindegren, X. Luri, F. Mignard, C. Panem, D. Pourbaix, S. Randich, P. Sartoretti, C. Soubiran, P. Tanga, N. A. Walton, C. A. L. Bailer-Jones, U. Bastian, R. Drimmel, F. Jansen, D. Katz, M. G. Lattanzi, F. van Leeuwen, J. Bakker, C. Cacciari, J. Castañeda, F. De Angeli, C. Fabricius, M. Fouesneau, Y. Frémat, L. Galluccio, A. Guerrier, U. Heiter, E. Masana, R. Messineo, N. Mowlavi, C. Nicolas, K. Nienartowicz, F. Pailler, P. Panuzzo, F. Riclet, W. Roux, G. M. Seabroke, R. Sordo, F. Thévenin, G. Gracia-Abril, J. Portell, D. Teyssier, M. Altmann, R. Andrae, M. Audard, I. Bellas-Velidis, K. Benson, J. Berthier, R. Blomme, P. W. Burgess, D. Busonero, G. Busso, H. Cánovas, B. Carry, A. Cellino, N. Cheek, G. Clementini, Y. Damerdjji, M. Davidson, P. de Teodoro, M. Nuñez Campos, L. Delchambre, A. Dell’Oro, P. Esquej, J. Fernández-Hernández, E. Fraile, D. Garabato, P. García-Lario, E. Gosset, R. Haigron, J. L. Halbwegs, N. C. Hambly, D. L. Harrison, J. Hernández, D. Hestroffer, S. T. Hodgkin, B. Holl, K. Janßen, G. Jevardat de Fombelle, S. Jordan, A. Krone-Martins, A. C. Lanzafame, W. Löffler, O. Marchal, P. M. Marrese, A. Moitinho, K. Muinonen, P. Osborne, E. Pancino, T. Pauwels, A. Recio-Blanco, C. Reylé, M. Riello, L. Rimoldini, T. Roegiers, J. Rybizki, L. M. Sarro, C. Siopis, M. Smith, A. Sozzetti, E. Utrilla, M. van Leeuwen, U. Abbas, P. Ábrahám, A. Abreu Aramburu, C. Aerts, J. J. Aguado, M. Ajaj, F. Aldea-Montero, G. Altavilla, M. A. Álvarez, J. Alves, F. Anders, R. I. Anderson, E. Anglada Varela, T. Antoja, D. Baines, S. G. Baker, L. Balaguer-Núñez, E. Balbinot, Z. Balog, C. Barache, D. Barbato, M. Barros, M. A. Barstow, S. Bartolomé, J. L. Bassilana, N. Bauchet, U. Becciani, M. Bellazzini, A. Berihuete, M. Ber-

net, S. Bertone, L. Bianchi, A. Binnenfeld, S. Blanco-Cuaresma, A. Blazere, T. Boch, A. Bombrun, D. Bossini, S. Bouquillon, A. Bragaglia, L. Bramante, E. Breedt, A. Bressan, N. Brouillet, E. Brugaletta, B. Bucciarelli, A. Burlacu, A. G. Butkevich, R. Buzzi, E. Caffau, R. Cancelliere, T. Cantat-Gaudin, R. Carballo, T. Carlucci, M. I. Carnerero, J. M. Carrasco, L. Casamiquela, M. Castellani, A. Castro-Ginard, L. Chaoul, P. Charlot, L. Chemin, V. Chiaramida, A. Chiavassa, N. Chornay, G. Comoretto, G. Contursi, W. J. Cooper, T. Cornez, S. Cowell, F. Crifo, M. Cropper, M. Crosta, C. Crowley, C. Daffonte, A. Dapergolas, M. David, P. David, P. de Laverny, F. De Luise, R. De March, J. De Ridder, R. de Souza, A. de Torres, E. F. del Peloso, E. del Pozo, M. Delbo, A. Delgado, J. B. Delisle, C. Demouchy, T. E. Dharmawardena, P. Di Matteo, S. Diakite, C. Diener, E. Distefano, C. Dolding, B. Edvardsson, H. Enke, C. Fabre, M. Fabrizio, S. Faigler, G. Fedorets, P. Fernique, A. Fienga, F. Figueras, Y. Fournier, C. Fournon, F. Fragkoudi, M. Gai, A. Garcia-Gutierrez, M. Garcia-Reinaldos, M. García-Torres, A. Garofalo, A. Gavel, P. Gavras, E. Gerlach, R. Geyer, P. Giacobbe, G. Gilmore, S. Girona, G. Giuffrida, R. Gomel, A. Gomez, J. González-Núñez, I. González-Santamaría, J. J. González-Vidal, M. Granvik, P. Guillout, J. Guiraud, R. Gutiérrez-Sánchez, L. P. Guy, D. Hatzidimitriou, M. Hauser, M. Haywood, A. Helmer, A. Helmi, M. H. Sarmiento, S. L. Hidalgo, T. Hilger, N. Hładczuk, D. Hobbs, G. Holland, H. E. Huckle, K. Jardine, G. Jasiewicz, A. Jean-Antoine Piccolo, Ó. Jiménez-Arranz, A. Jorissen, J. Juaristi Campillo, F. Julbe, L. Karbevská, P. Kervella, S. Khanna, M. Kontizas, G. Kordopatis, A. J. Korn, Á. Kóspál, Z. Kostrzewa-Rutkowska, K. Kruszyńska, M. Kun, P. Laizeau, S. Lambert, A. F. Lanza, Y. Lasne, J. F. Le Campion, Y. Lebreton, T. Lebzelter, S. Leccia, N. Leclerc, I. Lecoeur-Taibi, S. Liao, E. L. Licata, H. E. P. Lindstrøm, T. A. Lister, E. Livanou, A. Lobel, A. Lorca, C. Loup, P. Madrero Pardo, A. Magdaleno Romeo, S. Managau, R. G. Mann, M. Mantega, J. M. Marchant, M. Marconi, J. Marcos, M. M. S. Marcos Santos, D. Marín Pina, S. Marinoni, F. Marocco, D. J. Marshall, L. Martin Polo, J. M. Martín-Fleitas, G. Marton, N. Mary, A. Masip, D. Massari, A. Mastrobuono-Battisti, T. Mazeh, P. J. McMillan, S. Messina, D. Michalik, N. R. Millar, A. Mints, D. Molina, R. Molinaro, L. Molnár, G. Monari, M. Monguió, P. Montegriffo, A. Montero, R. Mor, A. Mora, R. Morbidelli, T. Morel, D. Morris, T. Muraveva, C. P. Murphy, I. Musella, Z. Nagy, L. Noval, F. Ocaña, A. Ogden, C. Ordenovic, J. O. Osinde, C. Pagani, I. Pagano, L. Palaversa, P. A. Palicio, L. Pallas-Quintela, A. Panahi, S. Payne-Wardenaar, X. Peñalosa Esteller, A. Penttilä, B. Pichon, A. M. Piersimoni, F. X. Pineau, E. Plachy, G. Plum, E. Poggio, A. Prša, L. Pulone, E. Racero, S. Ragaini, M. Rainer, C. M. Raiteri, N. Rambaux, P. Ramos, M. Ramos-Lerate, P. Re Fiorentin, S. Regibo, P. J. Richards, C. Rios Diaz, V. Ripepi, A. Riva, H. W. Rix, G. Rixon, N. Robichon, A. C. Robin, C. Robin, M. Roelens, H. R. O. Rogues, L. Rohrba-ser, M. Romero-Gómez, N. Rowell, F. Royer, D. Ruz Mieres, K. A. Rybicki, G. Sadowski, A. Sáez Núñez, A. Sagristà Sellés, J. Sahlmann, E. Salguero, N. Samaras, V. Sanchez Gimenez, N. Sanna, R. Santoveña, M. Sarasso, M. Schultheis, E. Sciacca, M. Segol, J. C. Segovia, D. Ségransan, D. Semeux, S. Shahaf, H. I. Siddiqui, A. Siebert, L. Siltala, A. Silvelo, E. Slezak, I. Slezak, R. L. Smart, O. N. Snaith, E. Solano, F. Solitro, D. Souami, J. Souchay, A. Spagna, L. Spina, F. Spoto, I. A. Steele, H. Steidelmüller, C. A. Stephenson, M. Süveges, J. Surdej, L. Szabados, E. Szegedi-Elek, F. Taris, M. B. Taylor, R. Teixeira, L. Tolomei, N. Tonello, F. Torra, J. Torra, G. Torralba Elipe, M. Trabucchi, A. T. Tsounis, C. Turon, A. Ulla, N. Unger, M. V. Vaillant, E. van Dillen, W. van Reeve, O. Vanel, A. Vecchiato, Y. Viala, D. Vicente, S. Voutsinas, M. Weiler, T. Wevers, Ł. Wyrzykowski,

- A. Yoldas, P. Yvard, H. Zhao, J. Zorec, S. Zucker, and T. Zwitter. Gaia Data Release 3. Summary of the content and survey properties. *A&A*, 674 :A1, June 2023. doi : 10.1051/0004-6361/202243940.
- A. Gaia Collaboration, Recio-Blanco, G. Kordopatis, P. de Laverny, P. A. Palicio, A. Spagna, L. Spina, D. Katz, P. Re Fiorentin, E. Poggio, P. J. McMillan, A. Vallenari, M. G. Lattanzi, G. M. Seabroke, L. Casamiquela, A. Bragaglia, T. Antoja, C. A. L. Bailer-Jones, R. Andrae, M. Fouesneau, M. Cropper, T. Cantat-Gaudin, U. Heiter, A. Bijaoui, A. G. A. Brown, T. Prusti, J. H. J. de Bruijne, F. Arenou, C. Babusiaux, M. Biermann, O. L. Creevey, C. Ducourant, D. W. Evans, L. Eyer, R. Guerra, A. Hutton, C. Jordi, S. A. Klioner, U. L. Lammers, L. Lindegren, X. Luri, F. Mignard, C. Panem, D. Pourbaix, S. Randich, P. Sartoretti, C. Soubiran, P. Tanga, N. A. Walton, U. Bastian, R. Drimmel, F. Jansen, F. van Leeuwen, J. Bakker, C. Cacciari, J. Castañeda, F. De Angeli, C. Fabricius, Y. Frémat, L. Galluccio, A. Guerrier, E. Masana, R. Messineo, N. Mowlavi, C. Nicolas, K. Nienartowicz, F. Pailler, P. Panuzzo, F. Riclet, W. Roux, R. Sordo, F. Thévenin, G. Gracia-Abril, J. Portell, D. Teyssier, M. Altmann, M. Audard, I. Bellas-Velidis, K. Benson, J. Berthier, R. Blomme, P. W. Burgess, D. Busonero, G. Busso, H. Cánovas, B. Carry, A. Cellino, N. Cheek, G. Clementini, Y. Damerджи, M. Davidson, P. de Teodoro, M. Nuñez Campos, L. Delchambre, A. Dell’Oro, P. Esquej, J. Fernández-Hernández, E. Fraile, D. Garabato, P. García-Lario, E. Gosset, R. Haigron, J. L. Halbwachs, N. C. Hambly, D. L. Harrison, J. Hernández, D. Hestroffer, S. T. Hodgkin, B. Holl, K. Janßen, G. Jevardat de Fombelle, S. Jordan, A. Krone-Martins, A. C. Lanzafame, W. Löffler, O. Marchal, P. M. Marrese, A. Moitinho, K. Muinonen, P. Osborne, E. Pancino, T. Pauwels, C. Reylé, M. Riello, L. Rimoldini, T. Roegiers, J. Rybizki, L. M. Sarro, C. Siopis, M. Smith, A. Sozzetti, E. Utrilla, M. van Leeuwen, U. Abbas, P. Ábrahám, A. Abreu Aramburu, C. Aerts, J. J. Aguado, M. Ajaj, F. Aldea-Montero, G. Altavilla, M. A. Álvarez, J. Alves, F. Anders, R. I. Anderson, E. Anglada Varela, D. Baines, S. G. Baker, L. Balaguer-Núñez, E. Balbinot, Z. Balog, C. Barache, D. Barbato, M. Barros, M. A. Barstow, S. Bartolomé, J. L. Bassilana, N. Bauchet, U. Becciani, M. Bellazzini, A. Berihuete, M. Bernet, S. Bertone, L. Bianchi, A. Binnenfeld, S. Blanco-Cuaresma, T. Boch, A. Bombrun, D. Bossini, S. Bouquillon, L. Bramante, E. Breedt, A. Bressan, N. Brouillet, E. Brugaletta, B. Bucciarelli, A. Burlacu, A. G. Butkevich, R. Buzzi, E. Caffau, R. Cancelliere, R. Carballo, T. Carlucci, M. I. Carnerero, J. M. Carrasco, M. Castellani, A. Castro-Ginard, L. Chaoul, P. Charlot, L. Chemin, V. Chiaramida, A. Chiavassa, N. Chornay, G. Comoretto, G. Contursi, W. J. Cooper, T. Cornez, S. Cowell, F. Crifo, M. Crosta, C. Crowley, C. Dafonte, A. Dapergol, P. David, F. De Luise, R. De March, J. De Ridder, R. de Souza, A. de Torres, E. F. del Peloso, E. del Pozo, M. Delbo, A. Delgado, J. B. Delisle, C. Demouchy, T. E. Dharmawardena, P. Di Matteo, S. Diakite, C. Diener, E. Distefano, C. Dolding, B. Edvardsson, H. Enke, C. Fabre, M. Fabrizio, S. Faigler, G. Fedorets, P. Fernique, F. Figueras, Y. Fournier, C. Fournon, F. Fragkoudi, M. Gai, A. Garcia-Gutierrez, M. Garcia-Reinaldos, M. García-Torres, A. Garofalo, A. Gavel, P. Gavras, E. Gerlach, R. Geyer, P. Giacobbe, G. Gilmore, S. Girona, G. Giuffrida, R. Gomel, A. Gomez, J. González-Núñez, I. González-Santamaría, J. J. González-Vidal, M. Granvik, P. Guillout, J. Guiraud, R. Gutiérrez-Sánchez, L. P. Guy, D. Hatzidimitriou, M. Hauser, M. Haywood, A. Helmer, A. Helmi, M. H. Sarmiento, S. L. Hidalgo, N. Hładczuk, D. Hobbs, G. Holland, H. E. Huckle, K. Jardine, G. Jasiewicz, A. Jean-Antoine Piccolo, Ó. Jiménez-Arranz, J. Juaristi Campillo, F. Julbe, L. Karbevská, P. Kervella, S. Khanna, A. J. Korn, Á Kóspál,

- Z. Kostrzewa-Rutkowska, K. Kruszyńska, M. Kun, P. Laizeau, S. Lambert, A. F. Lanza, Y. Lasne, J. F. Le Champion, Y. Lebreton, T. Lebzelter, S. Leccia, N. Leclerc, I. Lecoœur-Taïbi, S. Liao, E. L. Licata, H. E. P. Lindstrøm, T. A. Lister, E. Livanou, A. Lobel, A. Lorca, C. Loup, P. Madrero Pardo, A. Magdaleno Romeo, S. Managau, R. G. Mann, M. Manteiga, J. M. Marchant, M. Marconi, J. Marcos, M. M. S. Marcos Santos, D. Marín Pina, S. Marinoni, F. Marocco, D. J. Marshall, L. Martin Polo, J. M. Martín-Fleitas, G. Marton, N. Mary, A. Masip, D. Massari, A. Mastrobuono-Battisti, T. Mazeh, S. Messina, D. Michalik, N. R. Millar, A. Mints, D. Molina, R. Molinaro, L. Molnár, G. Monari, M. Monguió, P. Montegriffo, A. Montero, R. Mor, A. Mora, R. Morbidelli, T. Morel, D. Morris, T. Muraveva, C. P. Murphy, I. Musella, Z. Nagy, L. Noval, F. Ocaña, A. Ogden, C. Ordenovic, J. O. Osinde, C. Pagani, I. Pagano, L. Palaversa, L. Pallas-Quintela, A. Panahi, S. Payne-Wardenaar, X. Peñalosa Esteller, A. Penttilä, B. Pichon, A. M. Piersimoni, F. X. Pineau, E. Plachy, G. Plum, A. Prša, L. Pulone, E. Racero, S. Ragaini, M. Rainer, C. M. Raiteri, P. Ramos, M. Ramos-Lerate, S. Regibo, P. J. Richards, C. Rios Diaz, V. Ripepi, A. Riva, H. W. Rix, G. Rixon, N. Robichon, A. C. Robin, C. Robin, M. Roelens, H. R. O. Rogues, L. Rohrbasser, M. Romero-Gómez, N. Rowell, F. Royer, D. Ruz Mieres, K. A. Rybicki, G. Sadowski, A. Sáez Núñez, A. Sagristà Sellés, J. Sahlmann, E. Salguero, N. Samaras, V. Sanchez Gimenez, N. Sanna, R. Santoveña, M. Sarasso, M. Schultheis, E. Sciacca, M. Segol, J. C. Segovia, D. Ségransan, D. Semeux, S. Shahaf, H. I. Siddiqui, A. Siebert, L. Siltala, A. Silvelo, E. Slezak, I. Slezak, R. L. Smart, O. N. Snaith, E. Solano, F. Solitro, D. Souami, J. Souchay, F. Spoto, I. A. Steele, H. Steidelmüller, C. A. Stephenson, M. Süveges, J. Surdej, L. Szabados, E. Szegedi-Elek, F. Taris, M. B. Taylor, R. Teixeira, L. Tolomei, N. Tonello, F. Torra, J. Torra, G. Torralba Elipe, M. Trabucchi, A. T. Tsounis, C. Turon, A. Ulla, N. Unger, M. V. Vaillant, E. van Dillen, W. van Reeve, O. Vanel, A. Vecchiato, Y. Viala, D. Vicente, S. Voutsinas, M. Weiler, T. Wevers, Ł. Wyrzykowski, A. Yoldas, P. Yvard, H. Zhao, J. Zorec, S. Zucker, and T. Zwitter. Gaia Data Release 3 : Chemical cartography of the Milky Way. *arXiv e-prints*, art. arXiv :2206.05534, June 2022.
- E. Margaret Burbidge, G. R. Burbidge, William A. Fowler, and F. Hoyle. Synthesis of the Elements in Stars. *Reviews of Modern Physics*, 29(4) :547–650, January 1957. doi : 10.1103/RevModPhys.29.547.
- C. Freiburghaus, S. Rosswog, and F. K. Thielemann. R-Process in Neutron Star Mergers. *ApJ*, 525(2) :L121–L124, November 1999. doi : 10.1086/312343.
- R. Surman, G. C. McLaughlin, M. Ruffert, H. Th. Janka, and W. R. Hix. r-Process Nucleosynthesis in Hot Accretion Disk Flows from Black Hole-Neutron Star Mergers. *ApJ*, 679(2) :L117, June 2008. doi : 10.1086/589507.
- S. E. Woosley, J. R. Wilson, G. J. Mathews, R. D. Hoffman, and B. S. Meyer. The r-Process and Neutrino-heated Supernova Ejecta. *ApJ*, 433 :229, September 1994. doi : 10.1086/174638.
- Sunao Nishimura, Kei Kotake, Masa-aki Hashimoto, Shoichi Yamada, Nobuya Nishimura, Shinichiro Fujimoto, and Katsuhiko Sato. r-Process Nucleosynthesis in Magnetohydrodynamic Jet Explosions of Core-Collapse Supernovae. *ApJ*, 642(1) :410–419, May 2006. doi : 10.1086/500786.
- R. D. E. Atkinson and F. G. Houtermans. Zur Frage der Aufbaumöglichkeit der Elemente

- in Sternen. *Zeitschrift fur Physik*, 54(9-10) :656–665, September 1929. doi : 10.1007/BF01341595.
- R. d'Escourt Atkinson. Atomic Synthesis and Stellar Energy. *ApJ*, 73 :250, May 1931. doi : 10.1086/143307.
- H. A. Bethe and C. L. Critchfield. The Formation of Deuterons by Proton Combination. *Physical Review*, 54(4) :248–254, August 1938. doi : 10.1103/PhysRev.54.248.
- H. A. Bethe. Energy Production in Stars. *Physical Review*, 55(5) :434–456, March 1939. doi : 10.1103/PhysRev.55.434.
- F. Hoyle. The synthesis of the elements from hydrogen. *MNRAS*, 106 :343, January 1946. doi : 10.1093/mnras/106.5.343.
- A. G. W. Cameron. Origin of Anomalous Abundances of the Elements in Giant Stars. *ApJ*, 121 :144, January 1955. doi : 10.1086/145970.
- Paul W. Merrill. Spectroscopic Observations of Stars of Class S. *ApJ*, 116 :21, July 1952. doi : 10.1086/145589.
- A. G. W. Cameron. On the origin of the heavy elements. *AJ*, 62 :9–10, February 1957. doi : 10.1086/107435.
- Tsvi Piran, Oleg Korobkin, and Stephan Rosswog. Implications of GRB 130603B and its macronova for r-process nucleosynthesis. *arXiv e-prints*, art. arXiv :1401.2166, January 2014. doi : 10.48550/arXiv.1401.2166.
- Amanda I. Karakas and John C. Lattanzio. The Dawes Review 2 : Nucleosynthesis and Stellar Yields of Low- and Intermediate-Mass Single Stars. *PASA*, 31 :e030, July 2014a. doi : 10.1017/pasa.2014.21.
- Jr. Iben, Icko. Stellar Evolution Within and off the Main Sequence. *ARA&A*, 5 :571, January 1967. doi : 10.1146/annurev.aa.05.090167.003035.
- André Maeder. *Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars*. 2009. doi : 10.1007/978-3-540-76949-1.
- Francis LeBlanc. *An Introduction to Stellar Astrophysics*. 2010.
- C. Charbonnel. Clues for non-standard mixing on the red giant branch from 12C/13C and 12C/14N ratios in evolved stars. *A&A*, 282 :811–820, February 1994.
- T. V. Mishenina, O. Bienaymé, T. I. Gorbaneva, C. Charbonnel, C. Soubiran, S. A. Korotin, and V. V. Kovtyukh. Elemental abundances in the atmosphere of clump giants. *A&A*, 456(3) :1109–1120, September 2006. doi : 10.1051/0004-6361:20065141.
- R. G. Gratton, C. Sneden, E. Carretta, and A. Bragaglia. Mixing along the red giant branch in metal-poor field stars. *A&A*, 354 :169–187, February 2000.
- Šarūnas Mikolaitis, Gražina Tautvaišienė, Raffaele Gratton, Angela Bragaglia, and Eugenio Carretta. Chemical composition of clump stars in the open cluster NGC 6134. *MNRAS*, 407(3) :1866–1874, September 2010. doi : 10.1111/j.1365-2966.2010.17030.x.
- M. F. El Eid. CNO isotopes in red giants : theory versus observations. *A&A*, 285 :915–928, May 1994.
- Catherine A. Pilachowski, Christopher Sneden, Robert P. Kraft, and G. E. Langer. Proton Capture Chains in Globular Cluster Stars. I. Evidence for Deep Mixing Based on Sodium and Magnesium Abundances in M13 Giants. *AJ*, 112 :545, August 1996. doi : 10.1086/118033.

References

- C. Charbonnel. A Consistent Explanation for $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, ^7Li and ^3He Anomalies in Red Giant Stars. *ApJ*, 453 :L41, November 1995. doi : 10.1086/309744.
- Julio Chanamé, Marc Pinsonneault, and Donald M. Terndrup. Abundance Anomalies and Rotational Evolution of Low-Mass Red Giants : A Maximal Mixing Approach. *ApJ*, 631 (1) :540–571, September 2005. doi : 10.1086/432410.
- C. A. Pilachowski, C. Sneden, and J. Booth. The Abundance of Lithium in Metal-poor Subgiant Stars. *ApJ*, 407 :699, April 1993. doi : 10.1086/172551.
- K. Lind, F. Primas, C. Charbonnel, F. Grundahl, and M. Asplund. Signatures of intrinsic Li depletion and Li-Na anti-correlation in the metal-poor globular cluster NGC 6397. *A&A*, 503(2) :545–557, August 2009. doi : 10.1051/0004-6361/200912524.
- N. Lagarde, C. Charbonnel, T. Decressin, and J. Hagenberg. Thermohaline instability and rotation-induced mixing. II. Yields of ^3He for low- and intermediate-mass stars. *A&A*, 536 :A28, December 2011. doi : 10.1051/0004-6361/201117739.
- André Maeder and Georges Meynet. Evolution of massive stars with mass loss and rotation. *New A Rev.*, 54(3-6) :32–38, March 2010. doi : 10.1016/j.newar.2010.09.017.
- F. Gallet and J. Bouvier. Improved angular momentum evolution model for solar-like stars. *A&A*, 556 :A36, August 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201321302.
- S. Mathis, T. Decressin, P. Eggenberger, and C. Charbonnel. Diagnoses to unravel secular hydrodynamical processes in rotating main sequence stars. II. The actions of internal gravity waves. *A&A*, 558 :A11, October 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201321934.
- Peter P. Eggleton, David S. P. Dearborn, and John C. Lattanzio. Deep Mixing of ^3He : Reconciling Big Bang and Stellar Nucleosynthesis. *Science*, 314(5805) :1580, December 2006. doi : 10.1126/science.1133065.
- Peter P. Eggleton, David S. P. Dearborn, and John C. Lattanzio. Compulsory Deep Mixing of ^3He and CNO Isotopes in the Envelopes of Low-Mass Red Giants. *ApJ*, 677(1) :581–592, April 2008. doi : 10.1086/529024.
- F. Dantona. Evolution of low mass zero metal giants up to the helium flash. *A&A*, 115(1) : L1–L3, November 1982.
- Masayuki Y. Fujimoto, Jr. Iben, Icko, and David Hollowell. Helium Flashes and Hydrogen Mixing in Low-Mass Population III Stars. *ApJ*, 349 :580, February 1990. doi : 10.1086/168345.
- S. W. Campbell and J. C. Lattanzio. Evolution and nucleosynthesis of extremely metal-poor and metal-free low- and intermediate-mass stars. I. Stellar yield tables and the CEMPs. *A&A*, 490(2) :769–776, November 2008. doi : 10.1051/0004-6361:200809597.
- D. Reimers. Circumstellar envelopes and mass loss of red giant stars. In *Problems in stellar atmospheres and envelopes.*, pages 229–256. 1975.
- M. Catelan. Horizontal-Branch Models and the Second-Parameter Effect. III. The Impact of Mass Loss on the Red Giant Branch and the Case of M5 and Palomar 4/Eridanus. *ApJ*, 531(2) :826–837, March 2000. doi : 10.1086/308506.
- K. P. Schröder and M. Cuntz. A New Version of Reimers’ Law of Mass Loss Based on a Physical Approach. *ApJ*, 630(1) :L73–L76, September 2005. doi : 10.1086/491579.

- K. P. Schröder and M. Cuntz. A critical test of empirical mass loss formulas applied to individual giants and supergiants. *A&A*, 465(2) :593–601, April 2007. doi : 10.1051/0004-6361:20066633.
- Pierre Demarque and John G. Mengel. Advanced Evolution of Population II Stars. I. Red Giants and the Helium Flash. *ApJ*, 164 :317, March 1971. doi : 10.1086/150841.
- K. H. Despain. Low-mass evolution - Zero-age main sequence to asymptotic giant branch. *ApJ*, 251 :639–653, December 1981. doi : 10.1086/159510.
- R. G. Deupree. Two- and three-dimensional numerical simulations of the hydrodynamic phase of the core helium flash. *ApJ*, 287 :268–281, December 1984. doi : 10.1086/162686.
- John E. Norris. The Helium Abundances of ω Centauri. *ApJ*, 612(1) :L25–L28, September 2004. doi : 10.1086/423986.
- Giampaolo Piotto, Sandro Villanova, Luigi R. Bedin, Raffaele Gratton, Santi Cassisi, Yazan Momany, Alejandra Recio-Blanco, Sara Lucatello, Jay Anderson, Ivan R. King, Adriano Pietrinferni, and Giovanni Carraro. Metallicities on the Double Main Sequence of ω Centauri Imply Large Helium Enhancement. *ApJ*, 621(2) :777–784, March 2005. doi : 10.1086/427796.
- G. Piotto, A. P. Milone, J. Anderson, L. R. Bedin, A. Bellini, S. Cassisi, A. F. Marino, A. Aparicio, and V. Nascimbeni. Hubble Space Telescope Reveals Multiple Sub-giant Branch in Eight Globular Clusters. *ApJ*, 760(1) :39, November 2012. doi : 10.1088/0004-637X/760/1/39.
- Amanda I. Karakas and Maria Lugaro. Stellar Yields from Metal-rich Asymptotic Giant Branch Models. *ApJ*, 825(1) :26, July 2016. doi : 10.3847/0004-637X/825/1/26.
- Georges Meynet, André Maeder, Cyril Georgy, Sylvia Ekström, Patrick Eggenberger, Fabio Barblan, and Han Feng Song. Massive stars, successes and challenges. In J. J. Eldridge, J. C. Bray, L. A. S. McClelland, and L. Xiao, editors, *The Lives and Death-Throes of Massive Stars*, volume 329, pages 3–14, November 2017. doi : 10.1017/S1743921317003283.
- Carolyn L. Doherty, Pilar Gil-Pons, Lionel Siess, and John C. Lattanzio. Super-AGB Stars and their Role as Electron Capture Supernova Progenitors. *PASA*, 34 :e056, November 2017. doi : 10.1017/pasa.2017.52.
- Pilar Gil-Pons, Carolyn L. Doherty, Jordi L. Gutiérrez, Lionel Siess, Simon W. Campbell, Herbert B. Lau, and John C. Lattanzio. Primordial to extremely metal-poor AGB and Super-AGB stars : White dwarf or supernova progenitors? *PASA*, 35 :e038, November 2018. doi : 10.1017/pasa.2018.42.
- Shing-Chi Leung and Ken’ichi Nomoto. Final evolution of super-AGB stars and supernovae triggered by electron capture. *PASA*, 36 :e006, February 2019. doi : 10.1017/pasa.2018.49.
- Marco Limongi and Alessandro Chieffi. Presupernova Evolution and Explosive Nucleosynthesis of Rotating Massive Stars in the Metallicity Range $-3 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0$. *ApJS*, 237 (1) :13, July 2018. doi : 10.3847/1538-4365/aacb24.
- Shing-Chi Leung, Ken’ichi Nomoto, and Tomoharu Suzuki. Electron-capture Supernovae of Super-AGB Stars : Sensitivity on Input Physics. *ApJ*, 889(1) :34, January 2020. doi : 10.3847/1538-4357/ab5d2f.

References

- Almudena Arcones and Friedrich-Karl Thielemann. Origin of the elements. *A&A Rev.*, 31 (1) :1, December 2023. doi : 10.1007/s00159-022-00146-x.
- S. E. Woosley, A. Heger, and T. A. Weaver. The evolution and explosion of massive stars. *Reviews of Modern Physics*, 74(4) :1015–1071, November 2002. doi : 10.1103/RevModPhys.74.1015.
- H. Th. Janka, K. Langanke, A. Marek, G. Martínez-Pinedo, and B. Müller. Theory of core-collapse supernovae. *Phys. Rep.*, 442(1-6) :38–74, April 2007. doi : 10.1016/j.physrep.2007.02.002.
- Benoit Côté, Marius Eichler, Almudena Arcones, Camilla J. Hansen, Paolo Simonetti, Anna Frebel, Chris L. Fryer, Marco Pignatari, Moritz Reichert, Krzysztof Belczynski, and Francesca Matteucci. Neutron Star Mergers Might Not Be the Only Source of r-process Elements in the Milky Way. *ApJ*, 875(2) :106, April 2019. doi : 10.3847/1538-4357/ab10db.
- J. M. LeBlanc and J. R. Wilson. A Numerical Example of the Collapse of a Rotating Magnetized Star. *ApJ*, 161 :541, August 1970. doi : 10.1086/150558.
- A. Burrows, L. Dessart, E. Livne, C. D. Ott, and J. Murphy. Simulations of Magnetically Driven Supernova and Hypernova Explosions in the Context of Rapid Rotation. *ApJ*, 664(1) :416–434, July 2007. doi : 10.1086/519161.
- Tomoya Takiwaki, Kei Kotake, and Katsuhiko Sato. Special Relativistic Simulations of Magnetically Dominated Jets in Collapsing Massive Stars. *ApJ*, 691(2) :1360–1379, February 2009. doi : 10.1088/0004-637X/691/2/1360.
- C. Winteler, R. Käppeli, A. Perego, A. Arcones, N. Vasset, N. Nishimura, M. Liebendörfer, and F. K. Thielemann. Magnetorotationally Driven Supernovae as the Origin of Early Galaxy r-process Elements? *ApJ*, 750(1) :L22, May 2012. doi : 10.1088/2041-8205/750/1/L22.
- Philipp Mösta, Sherwood Richers, Christian D. Ott, Roland Haas, Anthony L. Piro, Kristen Boydston, Ernazar Abdikamalov, Christian Reisswig, and Erik Schnetter. Magnetorotational Core-collapse Supernovae in Three Dimensions. *ApJ*, 785(2) :L29, April 2014. doi : 10.1088/2041-8205/785/2/L29.
- M. Obergaulinger, H. Th. Janka, and M. A. Aloy. Magnetic field amplification and magnetically supported explosions of collapsing, non-rotating stellar cores. *MNRAS*, 445(3) :3169–3199, December 2014. doi : 10.1093/mnras/stu1969.
- M. Reichert, M. Obergaulinger, M. Á. Aloy, M. Gabler, A. Arcones, and F. K. Thielemann. Magnetorotational supernovae : a nucleosynthetic analysis of sophisticated 3D models. *MNRAS*, 518(1) :1557–1583, January 2023. doi : 10.1093/mnras/stac3185.
- Roger K. Ulrich. The s-Process in Stars. In David N. Schramm and W. David Arnett, editors, *Explosive Nucleosynthesis*, page 139, January 1973.
- A. I. Karakas, J. C. Lattanzio, and O. R. Pols. Parameterising the Third Dredge-up in Asymptotic Giant Branch Stars. *PASA*, 19(4) :515–526, January 2002. doi : 10.1071/AS02013.
- O. Straniero, I. Domínguez, S. Cristallo, and R. Gallino. Low-Mass AGB Stellar Models for $0.003 \leq Z \leq 0.02$: Basic Formulae for Nucleosynthesis Calculations. *PASA*, 20(4) :389–392, January 2003. doi : 10.1071/AS03041.

- P. Marigo. Asymptotic Giant Branch evolution at varying surface C/O ratio : effects of changes in molecular opacities. *A&A*, 387 :507–519, May 2002. doi : 10.1051/0004-6361:20020304.
- S. Cristallo, O. Straniero, R. Gallino, L. Piersanti, I. Domínguez, and M. T. Lederer. Evolution, Nucleosynthesis, and Yields of Low-Mass Asymptotic Giant Branch Stars at Different Metallicities. *ApJ*, 696(1) :797–820, May 2009. doi : 10.1088/0004-637X/696/1/797.
- J. M. Scalo, K. H. Despain, and R. K. Ulrich. Studies of evolved stars. V. Nucleosynthesis in hot-bottom convective envelopes. *ApJ*, 196 :805–817, March 1975. doi : 10.1086/153471.
- John C. Lattanzio. Hot bottom burning in a 5 solar mass model. *PASA*, 10(2) :120, January 1992. doi : 10.1017/S1323358000019433.
- P. R. Wood, M. S. Bessell, and M. W. Fox. Long-period variables in the Magellanic Clouds : Supergiants, AGB stars, Supernova precursors, Planetary nebula precursors, and enrichment of the interstellar medium. *ApJ*, 272 :99–115, September 1983. doi : 10.1086/161265.
- David Hollowell, Jr. Iben, Icko, and Masayuki Y. Fujimoto. Hydrogen Burning and Dredge-up during the Major Core Helium Flash in a $Z = 0$ Model Star. *ApJ*, 351 :245, March 1990. doi : 10.1086/168459.
- Takuma Suda, Masayuki Aikawa, Masahiro N. Machida, Masayuki Y. Fujimoto, and Jr. Iben, Icko. Is HE 0107-5240 A Primordial Star ? The Characteristics of Extremely Metal-Poor Carbon-Rich Stars. *ApJ*, 611(1) :476–493, August 2004. doi : 10.1086/422135.
- Hans E. Suess and Harold C. Urey. Abundances of the Elements. *Reviews of Modern Physics*, 28(1) :53–74, January 1956. doi : 10.1103/RevModPhys.28.53.
- Bernard E. J. Pagel. *Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies*. 2009.
- Robert Eisberg and Robert Resnick. *Quantum Physics of Atoms, Molecules, Solids, Nuclei, and Particles*, 2 1985.
- Alain Coc, Elisabeth Vangioni-Flam, Pierre Descouvemont, Abderrahim Adahchour, and Carmen Angulo. Updated Big Bang Nucleosynthesis Compared with Wilkinson Microwave Anisotropy Probe Observations and the Abundance of Light Elements. *ApJ*, 600(2) :544–552, January 2004. doi : 10.1086/380121.
- Jesse L. Greenstein and Robert S. Richardson. Lithium and the Internal Circulation of the Sun. *ApJ*, 113 :536, May 1951. doi : 10.1086/145424.
- Jesse L. Greenstein and Einar Tandberg Hanssen. The Abundance of Beryllium in the Sun. *ApJ*, 119 :113, January 1954. doi : 10.1086/145800.
- Martin Asplund, Nicolas Grevesse, A. Jacques Sauval, and Pat Scott. The Chemical Composition of the Sun. *ARA&A*, 47(1) :481–522, September 2009. doi : 10.1146/annurev.astro.46.060407.145222.
- K. Lodders, H. Palme, and H. P. Gail. Abundances of the Elements in the Solar System. *Landolt Böl;rnstein*, 4B :712, January 2009. doi : 10.1007/978-3-540-88055-4_34.
- Jr. Iben, Icko. Stellar Evolution. II. The Evolution of a $3 M_{\text{sun}}$ Star from the Main Sequence Through Core Helium Burning. *ApJ*, 142 :1447, November 1965. doi : 10.1086/148429.
- F. Spite and M. Spite. Abundance of lithium in unevolved stars and old disk stars : Interpretation and consequences. *A&A*, 115 :357–366, November 1982a.

References

- M. Spite and F. Spite. Lithium abundance at the formation of the Galaxy. *Nature*, 297(5866) : 483–485, June 1982b. doi : 10.1038/297483a0.
- Constantine P. Deliyannis, M. H. Pinsonneault, and Douglas K. Duncan. Evidence for a Dispersion in the Lithium Abundances of Extreme Halo Stars. *ApJ*, 414 :740, September 1993. doi : 10.1086/173120.
- Sean G. Ryan, Timothy C. Beers, Constantine P. Deliyannis, and Julie A. Thorburn. Lithium Processing in Halo Dwarfs, and T eff, [Fe/H] Correlations on the Spite Plateau. *ApJ*, 458 :543, February 1996. doi : 10.1086/176838.
- M. Spite, P. Francois, P. E. Nissen, and F. Spite. Spread of the lithium abundance in halo stars. *A&A*, 307 :172, March 1996.
- H. Reeves, W. A. Fowler, and F. Hoyle. Galactic Cosmic Ray Origin of Li, Be and B in Stars. *Nature*, 226(5247) :727–729, May 1970. doi : 10.1038/226727a0.
- M. Meneguzzi, J. Audouze, and H. Reeves. The production of the elements Li, Be, B by galactic cosmic rays in space and its relation with stellar observations. *A&A*, 15 :337, January 1971.
- I. J. Sackmann and Arnold I. Boothroyd. The Creation of Superrich Lithium Giants. *ApJ*, 392 :L71, June 1992. doi : 10.1086/186428.
- Verne V. Smith and David L. Lambert. Synthesis of Lithium and s-Process Elements in Small Magellanic Cloud Asymptotic Giant Branch Stars. *ApJ*, 345 :L75, October 1989. doi : 10.1086/185556.
- Verne V. Smith and David L. Lambert. The Chemical Composition of Red Giants. III. Further CNO Isotopic and s-Process Abundances in Thermally Pulsing Asymptotic Giant Branch Stars. *ApJS*, 72 :387, February 1990. doi : 10.1086/191421.
- Jean Audouze and James W. Truran. A Possible Explanation for the Origin of Lithium, Beryllium, and Boron. *ApJ*, 182 :839–846, June 1973. doi : 10.1086/152187.
- S. E. Woosley, D. H. Hartmann, R. D. Hoffman, and W. C. Haxton. The nu -Process. *ApJ*, 356 :272, June 1990. doi : 10.1086/168839.
- F. X. Timmes, S. E. Woosley, and Thomas A. Weaver. Galactic Chemical Evolution : Hydrogen through Zinc. *ApJS*, 98 :617, June 1995. doi : 10.1086/192172.
- Katia Cunha, David L. Lambert, Michael Lemke, Douglas R. Gies, and Lewis C. Roberts. Boron Abundances of B Stars of the Orion Association. *ApJ*, 478(1) :211–224, March 1997. doi : 10.1086/303791.
- Andrew McWilliam. Abundance Ratios and Galactic Chemical Evolution. *ARA&A*, 35 : 503–556, January 1997. doi : 10.1146/annurev.astro.35.1.503.
- F. Matteucci and L. Greggio. Relative roles of type I and II supernovae in the chemical enrichment of the interstellar gas. *A&A*, 154(1-2) :279–287, January 1986.
- Alejandra Recio-Blanco. Automated stellar abundance analysis. In Sofia Feltzing, Gang Zhao, Nicholas A. Walton, and Patricia Whitelock, editors, *Setting the scene for Gaia and LAMOST*, volume 298, pages 366–374, January 2014. doi : 10.1017/S1743921313006571.
- Bacham E. Reddy, Jocelyn Tomkin, David L. Lambert, and Carlos Allende Prieto. The chemical compositions of Galactic disc F and G dwarfs. *MNRAS*, 340(1) :304–340, March 2003. doi : 10.1046/j.1365-8711.2003.06305.x.

- C. Soubiran and P. Girard. Abundance trends in kinematical groups of the Milky Way's disk. *A&A*, 438(1) :139–151, July 2005. doi : 10.1051/0004-6361:20042390.
- V. Zh. Adibekyan, E. Delgado Mena, S. G. Sousa, N. C. Santos, G. Israelian, J. I. González Hernández, M. Mayor, and A. A. Hakobyan. Exploring the α -enhancement of metal-poor planet-hosting stars. The Kepler and HARPS samples. *A&A*, 547 :A36, November 2012. doi : 10.1051/0004-6361/201220167.
- T. Bensby, S. Feltzing, and M. S. Oey. Exploring the Milky Way stellar disk. A detailed elemental abundance study of 714 F and G dwarf stars in the solar neighbourhood. *A&A*, 562 :A71, February 2014. doi : 10.1051/0004-6361/201322631.
- G. Kordopatis, R. F. G. Wyse, G. Gilmore, A. Recio-Blanco, P. de Laverny, V. Hill, V. Adibekyan, U. Heiter, I. Minchev, B. Famaey, T. Bensby, S. Feltzing, G. Guiglion, A. J. Korn, Š. Mikolaitis, M. Schultheis, A. Vallenari, A. Bayo, G. Carraro, E. Flaccomio, E. Franciosini, A. Hourihane, P. Jofré, S. E. Koposov, C. Lardo, J. Lewis, K. Lind, L. Magrini, L. Morbidelli, E. Pancino, S. Randich, G. G. Sacco, C. C. Worley, and S. Zaggia. The Gaia-ESO Survey : characterisation of the $[\alpha/\text{Fe}]$ sequences in the Milky Way discs. *A&A*, 582 :A122, October 2015. doi : 10.1051/0004-6361/201526258.
- Jennifer Wojno, Georges Kordopatis, Matthias Steinmetz, Paul McMillan, Gal Matijević, James Binney, Rosemary F. G. Wyse, Corrado Boeche, Andreas Just, Eva K. Grebel, Arnaud Siebert, Olivier Bienaymé, Brad K. Gibson, Tomaž Zwitter, Joss Bland-Hawthorn, Julio F. Navarro, Quentin A. Parker, Warren Reid, George Seabroke, and Fred Watson. Chemical separation of disc components using RAVE. *MNRAS*, 461(4) :4246–4255, October 2016. doi : 10.1093/mnras/stw1633.
- M. R. Hayden, A. Recio-Blanco, P. de Laverny, S. Mikolaitis, and C. C. Worley. The AMBRE project : The thick thin disk and thin thick disk of the Milky Way. *A&A*, 608 :L1, December 2017. doi : 10.1051/0004-6361/201731494.
- S. Buder, K. Lind, M. K. Ness, M. Asplund, L. Duong, J. Lin, J. Kos, L. Casagrande, A. R. Casey, J. Bland-Hawthorn, G. M. de Silva, V. D'Orazi, K. C. Freeman, S. L. Martell, K. J. Schlesinger, S. Sharma, J. D. Simpson, D. B. Zucker, T. Zwitter, K. Čotar, A. Dotter, M. R. Hayden, E. A. Hyde, P. R. Kafle, G. F. Lewis, D. M. Nataf, T. Nordlander, W. Reid, H. W. Rix, Á. Skúladóttir, D. Stello, Y. S. Ting, G. Traven, R. F. G. Wyse, and GALAH Collaboration. The GALAH survey : An abundance, age, and kinematic inventory of the solar neighbourhood made with TGAS. *A&A*, 624 :A19, April 2019. doi : 10.1051/0004-6361/201833218.
- C. Chiappini, F. Matteucci, and R. Gratton. The Chemical Evolution of the Galaxy : The Two-Infall Model. *ApJ*, 477(2) :765–780, March 1997. doi : 10.1086/303726.
- V. Grisoni, E. Spitoni, F. Matteucci, A. Recio-Blanco, P. de Laverny, M. Hayden, Š. Mikolaitis, and C. C. Worley. The AMBRE project : chemical evolution models for the Milky Way thick and thin discs. *MNRAS*, 472(3) :3637–3647, December 2017. doi : 10.1093/mnras/stx2201.
- E. Spitoni, V. Silva Aguirre, F. Matteucci, F. Calura, and V. Grisoni. Galactic Archaeology with asteroseismic ages : Evidence for delayed gas infall in the formation of the Milky Way disc. *A&A*, 623 :A60, March 2019. doi : 10.1051/0004-6361/201834188.
- E. Spitoni, A. Recio-Blanco, P. de Laverny, P. A. Palicio, G. Kordopatis, M. Schultheis, G. Contursi, E. Poggio, D. Romano, and F. Matteucci. Beyond the two-infall model.

References

- I. Indications for a recent gas infall with Gaia DR3 chemical abundances. *A&A*, 670 : A109, February 2023. doi : 10.1051/0004-6361/202244349.
- S. E. Woosley and Thomas A. Weaver. The Evolution and Explosion of Massive Stars. II. Explosive Hydrodynamics and Nucleosynthesis. *ApJS*, 101 :181, November 1995. doi : 10.1086/192237.
- Eduardo Bravo and Gabriel Martínez-Pinedo. Sensitivity study of explosive nucleosynthesis in type Ia supernovae : Modification of individual thermonuclear reaction rates. *Phys. Rev. C*, 85(5) :055805, May 2012. doi : 10.1103/PhysRevC.85.055805.
- Mark D. Leising and Gerald H. Share. The Gamma-Ray Light Curves of SN 1987A. *ApJ*, 357 :638, July 1990. doi : 10.1086/168952.
- J. D. Kurfess, W. N. Johnson, R. L. Kinzer, R. A. Kroeger, M. S. Strickman, J. E. Grove, M. D. Leising, D. D. Clayton, D. A. Grabelsky, W. R. Purcell, M. P. Ulmer, R. A. Cameron, and G. V. Jung. Oriented Scintillation Spectrometer Experiment Observations of ⁵⁷Co in SN 1987A. *ApJ*, 399 :L137, November 1992. doi : 10.1086/186626.
- Chiaki Kobayashi, Hideyuki Umeda, Ken'ichi Nomoto, Nozomu Tominaga, and Takuya Ohkubo. Galactic Chemical Evolution : Carbon through Zinc. *ApJ*, 653(2) :1145–1171, December 2006. doi : 10.1086/508914.
- Chiaki Kobayashi and Naohito Nakasato. Chemodynamical Simulations of the Milky Way Galaxy. *ApJ*, 729(1) :16, March 2011. doi : 10.1088/0004-637X/729/1/16.
- D. Romano, A. I. Karakas, M. Tosi, and F. Matteucci. Quantifying the uncertainties of chemical evolution studies. II. Stellar yields. *A&A*, 522 :A32, November 2010. doi : 10.1051/0004-6361/201014483.
- Bacham E. Reddy and David L. Lambert. Searching for the metal-weak thick disc in the solar neighbourhood. *MNRAS*, 391(1) :95–109, November 2008. doi : 10.1111/j.1365-2966.2008.13905.x.
- M. N. Ishigaki, W. Aoki, and M. Chiba. Chemical Abundances of the Milky Way Thick Disk and Stellar Halo. II. Sodium, Iron-peak, and Neutron-capture Elements. *ApJ*, 771(1) : 67, July 2013. doi : 10.1088/0004-637X/771/1/67.
- B. Barbuy, V. Hill, M. Zoccali, D. Minniti, A. Renzini, S. Ortolani, A. Gómez, M. Trevisan, and N. Dutra. Manganese abundances in Galactic bulge red giants. *A&A*, 559 :A5, November 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201322380.
- B. Barbuy, A. C. S. Friaça, C. R. da Silveira, V. Hill, M. Zoccali, D. Minniti, A. Renzini, S. Ortolani, and A. Gómez. Zinc abundances in Galactic bulge field red giants : Implications for damped Lyman- α systems. *A&A*, 580 :A40, August 2015. doi : 10.1051/0004-6361/201525694.
- R. Cayrel, E. Depagne, M. Spite, V. Hill, F. Spite, P. François, B. Plez, T. Beers, F. Primas, J. Andersen, B. Barbuy, P. Bonifacio, P. Molaro, and B. Nordström. First stars V - Abundance patterns from C to Zn and supernova yields in the early Galaxy. *A&A*, 416 :1117–1138, March 2004. doi : 10.1051/0004-6361:20034074.
- K. Hawkins, P. Jofré, T. Masseron, and G. Gilmore. Using chemical tagging to redefine the interface of the Galactic disc and halo. *MNRAS*, 453(1) :758–774, October 2015. doi : 10.1093/mnras/stv1586.

- Š. Mikolaitis, P. de Laverny, A. Recio-Blanco, V. Hill, C. C. Worley, and M. de Pascale. The AMBRE project : Iron-peak elements in the solar neighbourhood. *A&A*, 600 :A22, April 2017. doi : 10.1051/0004-6361/201629629.
- Chiara Battistini and Thomas Bensby. The origin and evolution of the odd-Z iron-peak elements Sc, V, Mn, and Co in the Milky Way stellar disk. *A&A*, 577 :A9, May 2015. doi : 10.1051/0004-6361/201425327.
- Andrew McWilliam, George W. Preston, Christopher Sneden, and Leonard Searle. Spectroscopic Analysis of 33 of the Most Metal Poor Stars. II. *AJ*, 109 :2757, June 1995. doi : 10.1086/117486.
- P. Bonifacio, M. Spite, R. Cayrel, V. Hill, F. Spite, P. François, B. Plez, H. G. Ludwig, E. Caffau, P. Molaro, E. Depagne, J. Andersen, B. Barbuy, T. C. Beers, B. Nordström, and F. Primas. First stars XII. Abundances in extremely metal-poor turnoff stars, and comparison with the giants. *A&A*, 501(2) :519–530, July 2009. doi : 10.1051/0004-6361/200810610.
- David Yong, John E. Norris, M. S. Bessell, N. Christlieb, M. Asplund, Timothy C. Beers, P. S. Barklem, Anna Frebel, and S. G. Ryan. The Most Metal-poor Stars. II. Chemical Abundances of 190 Metal-poor Stars Including 10 New Stars with $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -3.5$. *ApJ*, 762(1) :26, January 2013. doi : 10.1088/0004-637X/762/1/26.
- Ian U. Roederer, George W. Preston, Ian B. Thompson, Stephen A. Shtetman, Christopher Sneden, Gregory S. Burley, and Daniel D. Kelson. A Search for Stars of Very Low Metal Abundance. VI. Detailed Abundances of 313 Metal-poor Stars. *AJ*, 147(6) :136, June 2014. doi : 10.1088/0004-6256/147/6/136.
- Henrique Reggiani, Jorge Meléndez, Chiaki Kobayashi, Amanda Karakas, and Vinicius Placco. Constraining cosmic scatter in the Galactic halo through a differential analysis of metal-poor stars. *A&A*, 608 :A46, December 2017. doi : 10.1051/0004-6361/201730750.
- Keiichi Maeda and Ken’ichi Nomoto. Bipolar Supernova Explosions : Nucleosynthesis and Implications for Abundances in Extremely Metal-Poor Stars. *ApJ*, 598(2) :1163–1200, December 2003. doi : 10.1086/378948.
- Nozomu Tominaga, Hideyuki Umeda, and Ken’ichi Nomoto. Supernova Nucleosynthesis in Population III 13-50 M_{solar} Stars and Abundance Patterns of Extremely Metal-poor Stars. *ApJ*, 660(1) :516–540, May 2007. doi : 10.1086/513063.
- Nozomu Tominaga. Aspherical Properties of Hydrodynamics and Nucleosynthesis in Jet-Induced Supernovae. *ApJ*, 690(1) :526–536, January 2009. doi : 10.1088/0004-637X/690/1/526.
- J. J. Grimmett, Amanda I. Karakas, Alexander Heger, Bernhard Müller, and Christopher West. The chemical evolution of iron-peak elements with hypernovae. *MNRAS*, 496 (4) :4987–5001, August 2020. doi : 10.1093/mnras/staa1794.
- Claudio Arlandini, Franz Käppeler, Klaus Wisshak, Roberto Gallino, Maria Lugaro, Maurizio Busso, and Oscar Straniero. Neutron Capture in Low-Mass Asymptotic Giant Branch Stars : Cross Sections and Abundance Signatures. *ApJ*, 525(2) :886–900, November 1999. doi : 10.1086/307938.
- S. Bisterzo, C. Travaglio, M. Wiescher, R. Gallino, F. Köppeler, O. Straniero, S. Cristallo, G. Imbriani, J. Görres, and R. J. deBoer. AGB yields and Galactic Chemical Evolution :

References

- last updated. In *Journal of Physics Conference Series*, volume 665 of *Journal of Physics Conference Series*, page 012023, January 2016. doi : 10.1088/1742-6596/665/1/012023.
- N. Prantzos, C. Abia, M. Limongi, A. Chieffi, and S. Cristallo. Chemical evolution with rotating massive star yields - I. The solar neighbourhood and the s-process elements. *MNRAS*, 476(3) :3432–3459, May 2018. doi : 10.1093/mnras/sty316.
- N. Prantzos, C. Abia, S. Cristallo, M. Limongi, and A. Chieffi. Chemical evolution with rotating massive star yields II. A new assessment of the solar s- and r-process components. *MNRAS*, 491(2) :1832–1850, January 2020. doi : 10.1093/mnras/stz3154.
- M. Pignatari, R. Gallino, G. Meynet, R. Hirschi, F. Herwig, and M. Wiescher. The s-Process in Massive Stars at Low Metallicity : The Effect of Primary ^{14}N from Fast Rotating Stars. *ApJ*, 687(2) :L95, November 2008. doi : 10.1086/593350.
- T. Masseron, D. A. García-Hernández, O. Zamora, and A. Manchado. Heavy-element Abundances in P-rich Stars : A New Site for the s-process? *ApJ*, 904(1) :L1, November 2020. doi : 10.3847/2041-8213/abc6ac.
- Richard G. Couch, Ann B. Schmiedekamp, and W. David Arnett. S-PROCESS Nucleosynthesis in Massive Stars : Core Helium Burning. *ApJ*, 190 :95–100, May 1974. doi : 10.1086/152851.
- F. Kappeler, H. Beer, and K. Wisshak. s-process nucleosynthesis-nuclear physics and the classical model. *Reports on Progress in Physics*, 52(8) :945–1013, August 1989. doi : 10.1088/0034-4885/52/8/002.
- F. Käppeler, R. Gallino, S. Bisterzo, and Wako Aoki. The s process : Nuclear physics, stellar models, and observations. *Reviews of Modern Physics*, 83(1) :157–194, January 2011. doi : 10.1103/RevModPhys.83.157.
- S. A. Lamb, W. M. Howard, J. W. Truran, and Jr. Iben, I. Neutron-capture nucleosynthesis in the helium-burning cores of massive stars. *ApJ*, 217 :213–221, October 1977. doi : 10.1086/155571.
- O. Straniero, R. Gallino, M. Busso, A. Chieffi, C. M. Raiteri, M. Limongi, and M. Salaris. Radiative ^{13}C Burning in Asymptotic Giant Branch Stars and s-Processing. *ApJ*, 440 :L85, February 1995. doi : 10.1086/187767.
- A. G. W. Cameron. New Neutron Sources of Possible Astrophysical Importance. *AJ*, 65 :485, January 1960. doi : 10.1086/108085.
- Jr. Iben, I. and A. Renzini. Asymptotic giant branch evolution and beyond. *ARA&A*, 21 :271–342, January 1983. doi : 10.1146/annurev.aa.21.090183.001415.
- Donald D. Clayton and M. E. Rassbach. Termination of the s-PROCESS. *ApJ*, 148 :69, April 1967. doi : 10.1086/149128.
- Roberto Gallino, Claudio Arlandini, Maurizio Busso, Maria Lugaro, Claudia Travaglio, Oscar Straniero, Alessandro Chieffi, and Marco Limongi. Evolution and Nucleosynthesis in Low-Mass Asymptotic Giant Branch Stars. II. Neutron Capture and the S-Process. *ApJ*, 497(1) :388–403, April 1998. doi : 10.1086/305437.
- Maurizio Busso, Roberto Gallino, David L. Lambert, Claudia Travaglio, and Verne V. Smith. Nucleosynthesis and Mixing on the Asymptotic Giant Branch. III. Predicted and Observed s-Process Abundances. *ApJ*, 557(2) :802–821, August 2001. doi : 10.1086/322258.

- A. Choplin, L. Siess, and S. Goriely. The intermediate neutron capture process. III. The i-process in AGB stars of different masses and metallicities without overshoot. *A&A*, 667 :A155, November 2022a. doi : 10.1051/0004-6361/202244360.
- John J. Cowan, Christopher Sneden, James E. Lawler, Ani Aprahamian, Michael Wiescher, Karlheinz Langanke, Gabriel Martínez-Pinedo, and Friedrich-Karl Thielemann. Origin of the heaviest elements : The rapid neutron-capture process. *Reviews of Modern Physics*, 93(1) :015002, January 2021. doi : 10.1103/RevModPhys.93.015002.
- J. M. Lattimer and D. N. Schramm. Black-Hole-Neutron-Star Collisions. *ApJ*, 192 :L145, September 1974. doi : 10.1086/181612.
- J. M. Lattimer and D. N. Schramm. The tidal disruption of neutron stars by black holes in close binaries. *ApJ*, 210 :549–567, December 1976. doi : 10.1086/154860.
- David Eichler, Mario Livio, Tsvi Piran, and David N. Schramm. Nucleosynthesis, neutrino bursts and γ -rays from coalescing neutron stars. *Nature*, 340(6229) :126–128, July 1989. doi : 10.1038/340126a0.
- Stephane Goriely, Andreas Bauswein, and Hans-Thomas Janka. r-process Nucleosynthesis in Dynamically Ejected Matter of Neutron Star Mergers. *ApJ*, 738(2) :L32, September 2011. doi : 10.1088/2041-8205/738/2/L32.
- S. Goriely. The fundamental role of fission during r-process nucleosynthesis in neutron star mergers. *European Physical Journal A*, 51 :22, February 2015. doi : 10.1140/epja/i2015-15022-3.
- Jonas Lippuner, Rodrigo Fernández, Luke F. Roberts, Francois Foucart, Daniel Kasen, Brian D. Metzger, and Christian D. Ott. Signatures of hypermassive neutron star lifetimes on r-process nucleosynthesis in the disc ejecta from neutron star mergers. *MNRAS*, 472(1) :904–918, November 2017. doi : 10.1093/mnras/stx1987.
- P. A. Evans, S. B. Cenko, J. A. Kennea, S. W. K. Emery, N. P. M. Kuin, O. Korobkin, R. T. Wollaeger, C. L. Fryer, K. K. Madsen, F. A. Harrison, Y. Xu, E. Nakar, K. Hotokezaka, A. Lien, S. Campana, S. R. Oates, E. Troja, A. A. Breeveld, F. E. Marshall, S. D. Barthelmy, A. P. Beardmore, D. N. Burrows, G. Cusumano, A. D’Ai, P. D’Avanzo, V. D’Elia, M. de Pasquale, W. P. Even, C. J. Fontes, K. Forster, J. Garcia, P. Giommi, B. Grefenstette, C. Gronwall, D. H. Hartmann, M. Heida, A. L. Hungerford, M. M. Kasliwal, H. A. Krimm, A. J. Levan, D. Malesani, A. Melandri, H. Miyasaka, J. A. Nousek, P. T. O’Brien, J. P. Osborne, C. Pagani, K. L. Page, D. M. Palmer, M. Perri, S. Pike, J. L. Racusin, S. Rosswog, M. H. Siegel, T. Sakamoto, B. Sbarufatti, G. Tagliaferri, N. R. Tanvir, and A. Tohuvaohu. Swift and NuSTAR observations of GW170817 : Detection of a blue kilonova. *Science*, 358(6370) :1565–1570, December 2017. doi : 10.1126/science.aap9580.
- B. P. Abbott, R. Abbott, T. D. Abbott, S. Abraham, F. Acernese, K. Ackley, C. Adams, R. X. Adhikari, V. B. Adya, C. Affeldt, M. Agathos, K. Agatsuma, N. Aggarwal, O. D. Aguiar, L. Aiello, A. Ain, P. Ajith, G. Allen, A. Allocca, M. A. Aloy, P. A. Altin, A. Amato, A. Ananyeva, S. B. Anderson, W. G. Anderson, S. V. Angelova, S. Antier, S. Appert, K. Arai, M. C. Araya, J. S. Areeda, M. Arène, N. Arnaud, K. G. Arun, S. Ascenzi, G. Ashton, S. M. Aston, P. Astone, F. Aubin, P. Aufmuth, K. AultONeal, C. Austin, V. Avendano, A. Avila-Alvarez, S. Babak, P. Bacon, F. Badaracco, M. K. M. Bader, S. Bae, P. T. Baker, F. Baldaccini, G. Ballardín, S. W. Ballmer, S. Banagiri, J. C. Barayoga, S. E. Barclay, B. C. Barish, D. Barker, K. Barkett, S. Barnum, F. Barone, B. Barr, L. Barsotti, M. Barsuglia,

D. Barta, J. Bartlett, I. Bartos, R. Bassiri, A. Basti, M. Bawaj, J. C. Bayley, M. Bazzan, B. Bécsy, M. Bejger, I. Belahcene, A. S. Bell, D. Beniwal, B. K. Berger, G. Bergmann, S. Bernuzzi, J. J. Bero, C. P. L. Berry, D. Bersanetti, A. Bertolini, J. Betzwieser, R. Bhandare, J. Bidler, I. A. Bilenko, S. A. Bilgili, G. Billingsley, J. Birch, R. Birney, O. Birnholtz, S. Biscans, S. Biscoveanu, A. Bisht, M. Bitossi, M. A. Bizouard, J. K. Blackburn, C. D. Blair, D. G. Blair, R. M. Blair, S. Bloemen, N. Bode, M. Boer, Y. Boetzel, G. Bogaert, F. Bondu, E. Bonilla, R. Bonnard, P. Booker, B. A. Boom, C. D. Booth, R. Bork, V. Boschi, S. Bose, K. Bossie, V. Bossilkov, J. Bosveld, Y. Bouffanais, A. Bozzi, C. Bradaschia, P. R. Brady, A. Bramley, M. Branchesi, J. E. Brau, T. Briant, J. H. Briggs, F. Brighenti, A. Brillet, M. Brinkmann, V. Brisson, P. Brockill, A. F. Brooks, D. D. Brown, S. Brunett, A. Buikema, T. Bulik, H. J. Bulten, A. Buonanno, R. Buscicchio, D. Buskulic, C. Buy, R. L. Byer, M. Cabero, L. Cadonati, G. Cagnoli, C. Cahillane, J. Calderón Bustillo, T. A. Callister, E. Calloni, J. B. Camp, W. A. Campbell, M. Canepa, K. C. Cannon, H. Cao, J. Cao, E. Capocasa, F. Carbognani, S. Caride, M. F. Carney, G. Carullo, J. Casanueva Diaz, C. Casentini, S. Caudill, M. Cavaglià, F. Cavalier, R. Cavalieri, G. Cella, P. Cerdá-Durán, G. Cerretani, E. Cesarini, O. Chaibi, K. Chakravarti, S. J. Chamberlin, M. Chan, S. Chao, P. Charlton, E. A. Chase, E. Chassande-Mottin, D. Chatterjee, M. Chaturvedi, K. Chatziioannou, B. D. Cheeseboro, H. Y. Chen, X. Chen, Y. Chen, H. P. Cheng, C. K. Cheong, H. Y. Chia, A. Chincarini, A. Chiummo, G. Cho, H. S. Cho, M. Cho, N. Christensen, Q. Chu, S. Chua, K. W. Chung, S. Chung, G. Ciani, A. A. Ciobanu, R. Ciolfi, F. Cipriano, A. Cirone, F. Clara, J. A. Clark, P. Clearwater, F. Cleva, C. Cocchieri, E. Coccia, P. F. Cohadon, D. Cohen, R. Colgan, M. Colleoni, C. G. Collette, C. Collins, L. R. Cominsky, Jr. Constancio, M., L. Conti, S. J. Cooper, P. Corban, T. R. Corbitt, I. Cordero-Carrión, K. R. Corley, N. Cornish, A. Corsi, S. Cortese, C. A. Costa, R. Cotesta, M. W. Coughlin, S. B. Coughlin, J. P. Coulon, S. T. Countryman, P. Couvares, P. B. Covas, E. E. Cowan, D. M. Coward, M. J. Cowart, D. C. Coyne, R. Coyne, J. D. E. Creighton, T. D. Creighton, J. Cripe, M. Croquette, S. G. Crowder, T. J. Cullen, A. Cumming, L. Cunningham, E. Cuoco, T. Dal Canton, G. Dálya, S. L. Danilishin, S. D'Antonio, K. Danzmann, A. Dasgupta, C. F. Da Silva Costa, L. E. H. Datrier, V. Dattilo, I. Dave, M. Davier, D. Davis, E. J. Daw, D. DeBra, M. Deenadayalan, J. Degallaix, M. De Laurentis, S. Deléglise, W. Del Pozzo, L. M. DeMarchi, N. Demos, T. Dent, R. De Pietri, J. Derby, R. De Rosa, C. De Rossi, R. DeSalvo, O. de Varona, S. Dhurandhar, M. C. Díaz, T. Dietrich, L. Di Fiore, M. Di Giovanni, T. Di Girolamo, A. Di Lieto, B. Ding, S. Di Pace, I. Di Palma, F. Di Renzo, A. Dmitriev, Z. Doctor, F. Donovan, K. L. Dooley, S. Doravari, I. Dorrington, T. P. Downes, M. Drago, J. C. Driggers, Z. Du, J. G. Ducoin, P. Dupej, S. E. Dwyer, P. J. Easter, T. B. Edo, M. C. Edwards, A. Effler, P. Ehrens, J. Eichholz, S. S. Eikenberry, M. Eisenmann, R. A. Eisenstein, R. C. Essick, H. Estelles, D. Estevez, Z. B. Etienne, T. Etzel, M. Evans, T. M. Evans, V. Fafone, H. Fair, S. Fairhurst, X. Fan, S. Farinon, B. Farr, W. M. Farr, E. J. Fauchon-Jones, M. Favata, M. Fays, M. Fazio, C. Fee, J. Feicht, M. M. Fejer, F. Feng, A. Fernandez-Galiana, I. Ferrante, E. C. Ferreira, T. A. Ferreira, F. Ferrini, F. Fidecaro, I. Fiori, D. Fiorucci, M. Fishbach, R. P. Fisher, J. M. Fishner, M. Fitz-Axen, R. Flaminio, M. Fletcher, E. Flynn, H. Fong, J. A. Font, P. W. F. Forsyth, J. D. Fournier, S. Frasca, F. Frasconi, Z. Frei, A. Freise, R. Frey, V. Frey, P. Fritschel, V. V. Frolov, P. Fulda, M. Fyffe, H. A. Gabbard, B. U. Gadre, S. M. Gaebel, J. R. Gair, L. Gammaitoni, M. R. Ganija, S. G. Gaonkar, A. Garcia, C. García-Quirós, F. Garufi, B. Gateley, S. Gaudio, G. Gaur, V. Gayathri, G. Gemme, E. Genin, A. Gennai, D. George, J. George, L. Gergely,

V. Germain, S. Ghonge, Abhirup Ghosh, Archisman Ghosh, S. Ghosh, B. Giacomazzo, J. A. Giaime, K. D. Giardino, A. Giazotto, K. Gill, G. Giordano, L. Glover, P. Godwin, E. Goetz, R. Goetz, B. Goncharov, G. González, J. M. Gonzalez Castro, A. Gopakumar, M. L. Gorodetsky, S. E. Gossan, M. Gosselin, R. Gouaty, A. Grado, C. Graef, M. Granata, A. Grant, S. Gras, P. Grassia, C. Gray, R. Gray, G. Greco, A. C. Green, R. Green, E. M. Gretarsson, P. Groot, H. Grote, S. Grunewald, P. Gruning, G. M. Guidi, H. K. Gulati, Y. Guo, A. Gupta, M. K. Gupta, E. K. Gustafson, R. Gustafson, L. Haegel, O. Halim, B. R. Hall, E. D. Hall, E. Z. Hamilton, G. Hammond, M. Haney, M. M. Hanke, J. Hanks, C. Hanna, M. D. Hannam, O. A. Hannuksela, J. Hanson, T. Hardwick, K. Haris, J. Harms, G. M. Harry, I. W. Harry, C. J. Haster, K. Haughian, F. J. Hayes, J. Healy, A. Heidmann, M. C. Heintze, H. Heitmann, P. Hello, G. Hemming, M. Hendry, I. S. Heng, J. Hennig, A. W. Heptonstall, Francisco Hernandez Vivanco, M. Heurs, S. Hild, T. Hinderer, D. Hoak, S. Hochheim, D. Hofman, A. M. Holgado, N. A. Holland, K. Holt, D. E. Holz, P. Hopkins, C. Horst, J. Hough, E. J. Howell, C. G. Hoy, A. Hreibi, E. A. Huerta, D. Huet, B. Hughey, M. Hulko, S. Husa, S. H. Huttner, T. Huynh-Dinh, B. Idzkowski, A. Iess, C. Ingram, R. Inta, G. Intini, B. Irwin, H. N. Isa, J. M. Isac, M. Isi, B. R. Iyer, K. Izumi, T. Jacqmin, S. J. Jadhav, K. Jani, N. N. Janthapur, P. Jaranowski, A. C. Jenkins, J. Jiang, D. S. Johnson, A. W. Jones, D. I. Jones, R. Jones, R. J. G. Jonker, L. Ju, J. Junker, C. V. Kalaghatgi, V. Kalogera, B. Kamai, S. Kandhasamy, G. Kang, J. B. Kanner, S. J. Kapadia, S. Karki, K. S. Karvinen, R. Kashyap, M. Kasprzack, S. Katsanevas, E. Katsavounidis, W. Katzman, S. Kaufer, K. Kawabe, N. V. Keerthana, F. Kéfélian, D. Keitel, R. Kennedy, J. S. Key, F. Y. Khalili, H. Khan, I. Khan, S. Khan, Z. Khan, E. A. Khazanov, M. Khursheed, N. Kijbunchoo, Chunglee Kim, J. C. Kim, K. Kim, W. Kim, W. S. Kim, Y. M. Kim, C. Kimball, E. J. King, P. J. King, M. Kinley-Hanlon, R. Kirchhoff, J. S. Kissel, L. Kleybolte, J. H. Klika, S. Klimenko, T. D. Knowles, P. Koch, S. M. Koehlenbeck, G. Koekoek, S. Koley, V. Kondrashov, A. Kontos, N. Koper, M. Korobko, W. Z. Korth, I. Kowalska, D. B. Kozak, V. Kringel, N. Krishnendu, A. Królak, G. Kuehn, A. Kumar, P. Kumar, R. Kumar, S. Kumar, L. Kuo, A. Kutynia, S. Kwang, B. D. Lackey, K. H. Lai, T. L. Lam, M. Landry, B. B. Lane, R. N. Lang, J. Lange, B. Lantz, R. K. Lanza, A. Lartaux-Vollard, P. D. Lasky, M. Laxen, A. Lazzarini, C. Lazzaro, P. Leaci, S. Leavey, Y. K. Lecoeuche, C. H. Lee, H. K. Lee, H. M. Lee, H. W. Lee, J. Lee, K. Lee, J. Lehmann, A. Lenon, N. Leroy, N. Letendre, Y. Levin, J. Li, K. J. L. Li, T. G. F. Li, X. Li, F. Lin, F. Linde, S. D. Linker, T. B. Littenberg, J. Liu, X. Liu, R. K. L. Lo, N. A. Lockerbie, L. T. London, A. Longo, M. Lorenzini, V. Lorette, M. Lormand, G. Losurdo, J. D. Lough, C. O. Lousto, G. Lovelace, M. E. Lower, H. Lück, D. Lumaca, A. P. Lundgren, R. Lynch, Y. Ma, R. Macas, S. Macfoy, M. MacInnis, D. M. Macleod, A. Macquet, F. Magaña-Sandoval, L. Magaña Zertuche, R. M. Magee, E. Majorana, I. Maksimovic, A. Malik, N. Man, V. Mandic, V. Mangano, G. L. Mansell, M. Manske, M. Mantovani, M. Mapelli, F. Marchesoni, F. Marion, S. Márka, Z. Márka, C. Markakis, A. S. Markosyan, A. Markowitz, E. Maros, A. Marquina, S. Marsat, F. Martelli, I. W. Martin, R. M. Martin, D. V. Martynov, K. Mason, E. Massera, A. Masserot, T. J. Massinger, M. Masso-Reid, S. Mastrogiovanni, A. Matas, F. Matichard, L. Matone, N. Mavalvala, N. Mazumder, J. J. McCann, R. McCarthy, D. E. McClelland, S. McCormick, L. McCuller, S. C. McGuire, J. McIver, D. J. McManus, T. McRae, S. T. McWilliams, D. Meacher, G. D. Meadors, M. Mehmet, A. K. Mehta, J. Meidam, A. Melatos, G. Mendell, R. A. Mercer, L. Mereni, E. L. Merilh, M. Merzougui, S. Meshkov, C. Messenger, C. Messick, R. Metzdorff, P. M. Meyers, H. Miao, C. Michel, H. Middleton, E. E. Mikhail-

lov, L. Milano, A. L. Miller, A. Miller, M. Millhouse, J. C. Mills, M. C. Milovich-Goff, O. Minazzoli, Y. Minenkov, A. Mishkin, C. Mishra, T. Mistry, S. Mitra, V. P. Mitrofanov, G. Mitselmakher, R. Mittleman, G. Mo, D. Moffa, K. Mogushi, S. R. P. Mohapatra, M. Montani, C. J. Moore, D. Moraru, G. Moreno, S. Morisaki, B. Mours, C. M. Mow-Lowry, Arunava Mukherjee, D. Mukherjee, S. Mukherjee, N. Mukund, A. Mullavey, J. Munch, E. A. Muñiz, M. Muratore, P. G. Murray, A. Nagar, I. Nardecchia, L. Naticchioni, R. K. Nayak, J. Neilson, G. Nelemans, T. J. N. Nelson, M. Nery, A. Neunzert, K. Y. Ng, S. Ng, P. Nguyen, D. Nichols, S. Nissanke, F. Nocera, C. North, L. K. Nuttall, M. Obergaulinger, J. Oberling, B. D. O'Brien, G. D. O'Dea, G. H. Ogin, J. J. Oh, S. H. Oh, F. Ohme, H. Ohta, M. A. Okada, M. Oliver, P. Oppermann, Richard J. Oram, B. O'Reilly, R. G. Ormiston, L. F. Ortega, R. O'Shaughnessy, S. Ossokine, D. J. Ottaway, H. Overtier, B. J. Owen, A. E. Pace, G. Pagano, M. A. Page, A. Pai, S. A. Pai, J. R. Palamos, O. Palashov, C. Palomba, A. Pal-Singh, Huang-Wei Pan, B. Pang, P. T. H. Pang, C. Pankow, F. Pannarale, B. C. Pant, F. Paoletti, A. Paoli, A. Parida, W. Parker, D. Pascucci, A. Pasqualetti, R. Passaquieti, D. Passuello, M. Patil, B. Patricelli, B. L. Pearlstone, C. Pedersen, M. Pedraza, R. Pedurand, A. Pele, S. Penn, C. J. Perez, A. Perreca, H. P. Pfeiffer, M. Phelps, K. S. Phukon, O. J. Piccinni, M. Pichot, F. Piergiovanni, G. Pillant, L. Pinaud, M. Pirello, M. Pitkin, R. Poggiani, D. Y. T. Pong, S. Ponrathnam, P. Popolizio, E. K. Porter, J. Powell, A. K. Prajapati, J. Prasad, K. Prasai, R. Prasanna, G. Pratten, T. Prestegard, S. Privitera, G. A. Prodi, L. G. Prokhorov, O. Puncken, M. Punturo, P. Puppo, M. Pürerer, H. Qi, V. Quetschke, P. J. Quinonez, E. A. Quintero, R. Quitzow-James, F. J. Raab, H. Radkins, N. Radulescu, P. Raffai, S. Raja, C. Rajan, B. Rajbhandari, M. Rakhmanov, K. E. Ramirez, A. Ramos-Buades, Javed Rana, K. Rao, P. Rapagnani, V. Raymond, M. Razzano, J. Read, T. Regimbau, L. Rei, S. Reid, D. H. Reitze, W. Ren, F. Ricci, C. J. Richardson, J. W. Richardson, P. M. Ricker, K. Riles, M. Rizzo, N. A. Robertson, R. Robie, F. Robinet, A. Rocchi, L. Rolland, J. G. Rollins, V. J. Roma, M. Romanelli, R. Romano, C. L. Romel, J. H. Romie, K. Rose, D. Rosińska, S. G. Rosofsky, M. P. Ross, S. Rowan, A. Rüdiger, P. Ruggi, G. Rutins, K. Ryan, S. Sachdev, T. Sadecki, M. Sakellariadou, L. Salconi, M. Saleem, A. Samajdar, L. Sammut, E. J. Sanchez, L. E. Sanchez, N. Sanchis-Gual, V. Sandberg, J. R. Sanders, K. A. Santiago, N. Sarin, B. Sassolas, B. S. Sathyaprakash, P. R. Saulson, O. Sauter, R. L. Savage, P. Schale, M. Scheel, J. Scheuer, P. Schmidt, R. Schnabel, R. M. S. Schofield, A. Schönbeck, E. Schreiber, B. W. Schulte, B. F. Schutz, S. G. Schwalbe, J. Scott, S. M. Scott, E. Seidel, D. Sellers, A. S. Sengupta, N. Sennett, D. Sentenac, V. Sequino, A. Sergeev, Y. Setyawati, D. A. Shaddock, T. Shaffer, M. S. Shahriar, M. B. Shaner, L. Shao, P. Sharma, P. Shawhan, H. Shen, R. Shink, D. H. Shoemaker, D. M. Shoemaker, S. ShyamSundar, K. Siellez, M. Sieniawska, D. Sigg, A. D. Silva, L. P. Singer, N. Singh, A. Singhal, A. M. Sintes, S. Sitmukhambetov, V. Skliris, B. J. J. Slagmolen, T. J. Slaven-Blair, J. R. Smith, R. J. E. Smith, S. Somala, E. J. Son, B. Sorazu, F. Sorrentino, T. Souradeep, E. Sowell, A. P. Spencer, M. Spera, A. K. Srivastava, V. Srivastava, K. Staats, C. Stachie, M. Standke, D. A. Steer, M. Steinke, J. Steinlechner, S. Steinlechner, D. Steinmeyer, S. P. Stevenson, D. Stocks, R. Stone, D. J. Stops, K. A. Strain, G. Stratta, S. E. Strigin, A. Strunk, R. Sturani, A. L. Stuver, V. Sudhir, T. Z. Summerscales, L. Sun, S. Sunil, J. Suresh, P. J. Sutton, B. L. Swinkels, M. J. Szczepańczyk, M. Tacca, S. C. Tait, C. Talbot, D. Talukder, D. B. Tanner, M. Tápai, A. Taracchini, J. D. Tasson, R. Taylor, F. Thies, M. Thomas, P. Thomas, S. R. Thondapu, K. A. Thorne, E. Thrane, Shubhanshu Tiwari, Srishti Tiwari, V. Tiwari, K. Toland, M. Tonelli, Z. Tornasi, A. Torres-Forné,

- C. I. Torrie, D. Töyrä, F. Travasso, G. Traylor, M. C. Tringali, A. Trovato, L. Trozzo, R. Trudeau, K. W. Tsang, M. Tse, R. Tso, L. Tsukada, D. Tsuna, D. Tuyenbayev, K. Ueno, D. Ugolini, C. S. Unnikrishnan, A. L. Urban, S. A. Usman, H. Vahlbruch, G. Vajente, G. Valdes, N. van Bakel, M. van Beuzekom, J. F. J. van den Brand, C. Van Den Broeck, D. C. Vander-Hyde, L. van der Schaaf, J. V. van Heijningen, A. A. van Veggel, M. Vardaro, V. Varma, S. Vass, M. Vasúth, A. Vecchio, G. Vedovato, J. Veitch, P. J. Veitch, K. Venkateswara, G. Venugopalan, D. Verkindt, F. Vetrano, A. Viceré, A. D. Viets, D. J. Vine, J. Y. Vinet, S. Vitale, T. Vo, H. Vocca, C. Vorvick, S. P. Vyatchanin, A. R. Wade, L. E. Wade, M. Wade, R. Walet, M. Walker, L. Wallace, S. Walsh, G. Wang, H. Wang, J. Z. Wang, W. H. Wang, Y. F. Wang, R. L. Ward, Z. A. Warden, J. Warner, M. Was, J. Watchi, B. Weaver, L. W. Wei, M. Weinert, A. J. Weinstein, R. Weiss, F. Wellmann, L. Wen, E. K. Wessel, P. Weßels, J. W. Westhouse, K. Wette, J. T. Whelan, B. F. Whiting, C. Whittle, D. M. Wilken, D. Williams, A. R. Williamson, J. L. Willis, B. Willke, M. H. Wimmer, W. Winkler, C. C. Wipf, H. Wittel, G. Woan, J. Woehler, J. K. Wofford, J. Worden, J. L. Wright, D. S. Wu, D. M. Wysocki, L. Xiao, H. Yamamoto, C. C. Yancey, L. Yang, M. J. Yap, M. Yazback, D. W. Yeeles, Hang Yu, Haocun Yu, S. H. R. Yuen, M. Yvert, A. K. Zadrożny, M. Zanolin, T. Zelenova, J. P. Zendri, M. Zevin, J. Zhang, L. Zhang, T. Zhang, C. Zhao, M. Zhou, Z. Zhou, X. J. Zhu, A. B. Zimmerman, Y. Zlochower, M. E. Zucker, J. Zweizig, LIGO Scientific Collaboration, and Virgo Collaboration. Binary Black Hole Population Properties Inferred from the First and Second Observing Runs of Advanced LIGO and Advanced Virgo. *ApJ*, 882(2) :L24, September 2019. doi : 10.3847/2041-8213/ab3800.
- Brian D. Metzger. Welcome to the Multi-Messenger Era! Lessons from a Neutron Star Merger and the Landscape Ahead. *arXiv e-prints*, art. arXiv :1710.05931, October 2017. doi : 10.48550/arXiv.1710.05931.
- M. R. Drout, A. L. Piro, B. J. Shappee, C. D. Kilpatrick, J. D. Simon, C. Contreras, D. A. Coulter, R. J. Foley, M. R. Siebert, N. Morrell, K. Boutsia, F. Di Mille, T. W. S. Holloien, D. Kasen, J. A. Kollmeier, B. F. Madore, A. J. Monson, A. Murguia-Berthier, Y. C. Pan, J. X. Prochaska, E. Ramirez-Ruiz, A. Rest, C. Adams, K. Alatalo, E. Bañados, J. Baughman, T. C. Beers, R. A. Bernstein, T. Bitsakis, A. Campillay, T. T. Hansen, C. R. Higgs, A. P. Ji, G. Maravelias, J. L. Marshall, C. Moni Bidin, J. L. Prieto, K. C. Rasmussen, C. Rojas-Bravo, A. L. Strom, N. Ulloa, J. Vargas-González, Z. Wan, and D. D. Whitten. Light curves of the neutron star merger GW170817/SSS17a : Implications for r-process nucleosynthesis. *Science*, 358(6370) :1570–1574, December 2017. doi : 10.1126/science.aaq0049.
- V. A. Villar, P. S. Cowperthwaite, E. Berger, P. K. Blanchard, S. Gomez, K. D. Alexander, R. Margutti, R. Chornock, T. Eftekhari, G. G. Fazio, J. Guillochon, J. L. Hora, M. Nicholl, and P. K. G. Williams. Spitzer Space Telescope Infrared Observations of the Binary Neutron Star Merger GW170817. *ApJ*, 862(1) :L11, July 2018. doi : 10.3847/2041-8213/aad281.
- E. Pian, P. D’Avanzo, S. Benetti, M. Branchesi, E. Brocato, S. Campana, E. Cappellaro, S. Covino, V. D’Elia, J. P. U. Fynbo, F. Getman, G. Ghirlanda, G. Ghisellini, A. Grado, G. Greco, J. Hjorth, C. Kouveliotou, A. Levan, L. Limatola, D. Malesani, P. A. Mazzali, A. Melandri, P. Møller, L. Nicastro, E. Palazzi, S. Piranomonte, A. Rossi, O. S. Salafia, J. Selsing, G. Stratta, M. Tanaka, N. R. Tanvir, L. Tomasella, D. Watson, S. Yang, L. Amati, L. A. Antonelli, S. Ascenzi, M. G. Bernardini, M. Boër, F. Bufano, A. Bulgarelli, M. Capaccioli, P. Casella, A. J. Castro-Tirado, E. Chassande-Mottin, R. Ciolfi, C. M. Copperwheat,

References

- M. Dadina, G. De Cesare, A. di Paola, Y. Z. Fan, B. Gendre, G. Giuffrida, A. Giunta, L. K. Hunt, G. L. Israel, Z. P. Jin, M. M. Kasliwal, S. Klose, M. Lisi, F. Longo, E. Maiorano, M. Mapelli, N. Masetti, L. Nava, B. Patricelli, D. Perley, A. Pescalli, T. Piran, A. Possenti, L. Pulone, M. Razzano, R. Salvaterra, P. Schipani, M. Spera, A. Stamerra, L. Stella, G. Tagliaferri, V. Testa, E. Troja, M. Turatto, S. D. Vergani, and D. Vergani. Spectroscopic identification of r-process nucleosynthesis in a double neutron-star merger. *Nature*, 551(7678) :67–70, November 2017. doi : 10.1038/nature24298.
- E. M. D. Symbalisty, D. N. Schramm, and J. R. Wilson. An expanding vortex site for the r-process in rotating stellar collapse. *ApJ*, 291 :L11–L14, April 1985. doi : 10.1086/184448.
- A. G. W. Cameron. Some Nucleosynthesis Effects Associated with r-Process Jets. *ApJ*, 587 (1) :327–340, April 2003. doi : 10.1086/368110.
- Philipp Mösta, Christian D. Ott, David Radice, Luke F. Roberts, Erik Schnetter, and Roland Haas. A large-scale dynamo and magnetoturbulence in rapidly rotating core-collapse supernovae. *Nature*, 528(7582) :376–379, December 2015. doi : 10.1038/nature15755.
- Nobuya Nishimura, Tomoya Takiwaki, and Friedrich-Karl Thielemann. The r-process Nucleosynthesis in the Various Jet-like Explosions of Magnetorotational Core-collapse Supernovae. *ApJ*, 810(2) :109, September 2015. doi : 10.1088/0004-637X/810/2/109.
- Goni Halevi and Philipp Mösta. r-Process nucleosynthesis from three-dimensional jet-driven core-collapse supernovae with magnetic misalignments. *MNRAS*, 477(2) :2366–2375, June 2018. doi : 10.1093/mnras/sty797.
- S. E. Woosley. Gamma-Ray Bursts from Stellar Mass Accretion Disks around Black Holes. *ApJ*, 405 :273, March 1993. doi : 10.1086/172359.
- Shinya Wanajo and Hans-Thomas Janka. The r-process in the Neutrino-driven Wind from a Black-hole Torus. *ApJ*, 746(2) :180, February 2012. doi : 10.1088/0004-637X/746/2/180.
- David N. Schramm. Explosive r-PROCESS Nucleosynthesis. *ApJ*, 185 :293–302, October 1973. doi : 10.1086/152416.
- K. Sato. Formation of Elements in Neutron Rich Ejected Matter of Supernovae. II — Dynamical r-Process Stage—. *Progress of Theoretical Physics*, 51(3) :726–744, March 1974. doi : 10.1143/PTP.51.726.
- W. Hillebrandt, K. Takahashi, and T. Kodama. r-process nucleosynthesis : a dynamical model. *A&A*, 52(1) :63–68, October 1976.
- J. Witt, H. T. Janka, and K. Takahashi. Nucleosynthesis in neutrino-driven winds from protoneutron stars I. The α -process. *A&A*, 286 :841–856, June 1994.
- Alessandro Mirizzi, Gianpiero Mangano, and Ninetta Saviano. Self-induced flavor instabilities of a dense neutrino stream in a two-dimensional model. *Phys. Rev. D*, 92(2) :021702, July 2015. doi : 10.1103/PhysRevD.92.021702.
- Shinya Wanajo. The r-Process in Proto-Neutron Star Winds with Anisotropic Neutrino Emission. *ApJ*, 650(1) :L79–L82, October 2006. doi : 10.1086/508568.
- Shinya Wanajo, Hans-Thomas Janka, and Bernhard Müller. Electron-capture Supernovae as The Origin of Elements Beyond Iron. *ApJ*, 726(2) :L15, January 2011. doi : 10.1088/2041-8205/726/2/L15.
- Sanjana Curtis, Kevin Ebinger, Carla Fröhlich, Matthias Hempel, Albino Perego, Matthias Liebendörfer, and Friedrich-Karl Thielemann. PUSHing Core-collapse Supernovae to

- Explosions in Spherical Symmetry. III. Nucleosynthesis Yields. *ApJ*, 870(1) :2, January 2019. doi : 10.3847/1538-4357/aae7d2.
- J. J. Cowan, A. G. W. Cameron, and J. W. Truran. Seed abundances for r-processing in the helium shells of supernovae. *ApJ*, 241 :1090–1093, November 1980. doi : 10.1086/158424.
- J. J. Cowan, A. G. W. Cameron, and J. W. Truran. Explosive helium burning in supernovae - A source of r-process elements. *ApJ*, 265 :429–442, February 1983. doi : 10.1086/160687.
- J. J. Cowan, A. G. W. Cameron, and J. W. Truran. R-process nucleosynthesis in dynamic helium-burning environments. *ApJ*, 294 :656–662, July 1985. doi : 10.1086/163335.
- R. Fisher, V. Tiwari, and O. Graur. Constraining the Progenitors and Mechanisms of Type Ia Supernovae Through Late-Time Light Curve Observations. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts #236*, volume 236 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, page 320.01, June 2020.
- C. Sneden, J. J. Cowan, and R. Gallino. Neutron-capture elements in the early galaxy. *ARA&A*, 46 :241–288, September 2008. doi : 10.1146/annurev.astro.46.060407.145207.
- F. K. Thielemann, M. Eichler, I. V. Panov, and B. Wehmeyer. Neutron Star Mergers and Nucleosynthesis of Heavy Elements. *Annual Review of Nuclear and Particle Science*, 67 :253–274, October 2017. doi : 10.1146/annurev-nucl-101916-123246.
- Chiara Battistini and Thomas Bensby. The origin and evolution of r- and s-process elements in the Milky Way stellar disk. *A&A*, 586 :A49, February 2016. doi : 10.1051/0004-6361/201527385.
- Timothy C. Beers and Norbert Christlieb. The Discovery and Analysis of Very Metal-Poor Stars in the Galaxy. *ARA&A*, 43(1) :531–580, September 2005. doi : 10.1146/annurev.astro.42.053102.134057.
- Evan N. Kirby, Judith G. Cohen, Puragra Guhathakurta, Lucy Cheng, James S. Bullock, and Anna Gallazzi. The Universal Stellar Mass-Stellar Metallicity Relation for Dwarf Galaxies. *ApJ*, 779(2) :102, December 2013. doi : 10.1088/0004-637X/779/2/102.
- Anna Frebel and John E. Norris. Near-Field Cosmology with Extremely Metal-Poor Stars. *ARA&A*, 53 :631–688, August 2015. doi : 10.1146/annurev-astro-082214-122423.
- Alexander P. Ji, Maria R. Drout, and Terese T. Hansen. The Lanthanide Fraction Distribution in Metal-poor Stars : A Test of Neutron Star Mergers as the Dominant r-process Site. *ApJ*, 882(1) :40, September 2019. doi : 10.3847/1538-4357/ab3291.
- Alexander P. Ji, Joshua D. Simon, Ian U. Roederer, Ekaterina Magg, Anna Frebel, Christian I. Johnson, Ralf S. Klessen, Mattis Magg, Gabriele Cescutti, Mario Mateo, Maria Bergemann, and John I. Bailey. Metal Mixing in the r-process Enhanced Ultrafaint Dwarf Galaxy Reticulum II. *AJ*, 165(3) :100, March 2023. doi : 10.3847/1538-3881/acad84.
- Ian U. Roederer. Neutron-capture Nucleosynthesis in the First Stars. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, volume 222 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, page 403.05, June 2013.
- Ian U. Roederer. The Origin of the Heaviest Metals in Most Ultra-faint Dwarf Galaxies. *ApJ*, 835(1) :23, January 2017. doi : 10.3847/1538-4357/835/1/23.
- Alexander P. Ji and Anna Frebel. From Actinides to Zinc : Using the Full Abundance Pattern of the Brightest Star in Reticulum II to Distinguish between Different r-process Sites. *ApJ*, 856(2) :138, April 2018. doi : 10.3847/1538-4357/aab14a.

References

- M. Arnould. Possibility of synthesis of proton-rich nuclei in highly evolved stars. II. *A&A*, 46(1) :117–125, January 1976.
- R. D. Hoffman, S. E. Woosley, G. M. Fuller, and B. S. Meyer. Production of the Light p-Process Nuclei in Neutrino Driven Winds. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, volume 185 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, page 33.09, December 1994.
- Marcel Arnould, Marc Rayet, and Masaaki Hashimoto. The p-process in exploding massive stars. In *Tours Symposium on Nuclear Physics III*, volume 425 of *American Institute of Physics Conference Series*, pages 626–636, February 1998. doi : 10.1063/1.55181.
- Marco Pignatari, Kathrin Göbel, René Reifarh, and Claudia Travaglio. The production of proton-rich isotopes beyond iron : The γ -process in stars. *International Journal of Modern Physics E*, 25(4) :1630003-232, April 2016. doi : 10.1142/S0218301316300034.
- C. Travaglio, T. Rauscher, A. Heger, M. Pignatari, and C. West. Role of Core-collapse Supernovae in Explaining Solar System Abundances of p Nuclides. *ApJ*, 854(1) :18, February 2018. doi : 10.3847/1538-4357/aaa4f7.
- A. Choplin, S. Goriely, R. Hirschi, N. Tominaga, and G. Meynet. The p-process in exploding rotating massive stars. *A&A*, 661 :A86, May 2022b. doi : 10.1051/0004-6361/202243331.
- W. M. Howard and B. S. Meyer. Nuclear data needs for studying the astrophysical r-, p- and e-processes. In *Radioactive Nuclear Beams*, pages 299–304, January 1992.
- C. Travaglio, F. K. Röpke, R. Gallino, and W. Hillebrandt. Type Ia Supernovae as Sites of the p-process : Two-dimensional Models Coupled to Nucleosynthesis. *ApJ*, 739(2) :93, October 2011. doi : 10.1088/0004-637X/739/2/93.
- C. Travaglio, R. Gallino, T. Rauscher, F. K. Röpke, and W. Hillebrandt. Testing the Role of SNe Ia for Galactic Chemical Evolution of p-nuclei with Two-dimensional Models and with s-process Seeds at Different Metallicities. *ApJ*, 799(1) :54, January 2015. doi : 10.1088/0004-637X/799/1/54.
- S. E. Woosley and W. M. Howard. The p-processes in supernovae. *ApJS*, 36 :285–304, February 1978. doi : 10.1086/190501.
- M. Arnould and K. Takahashi. Nuclear astrophysics. *Reports on Progress in Physics*, 62 : 395–464, January 1999. doi : 10.1088/0034-4885/62/3/003.
- C. Fröhlich, G. Martínez-Pinedo, M. Liebendörfer, F. K. Thielemann, E. Bravo, W. R. Hix, K. Langanke, and N. T. Zinner. Neutrino-Induced Nucleosynthesis of $A > 64$ Nuclei : The νp Process. *Phys. Rev. Lett.*, 96(14) :142502, April 2006. doi : 10.1103/PhysRevLett.96.142502.
- H. Schatz, A. Aprahamian, J. Goerres, M. Wiescher, T. Rauscher, J. F. Rembges, F. K. Thielemann, B. Pfeiffer, P. Moeller, K. L. Kratz, H. Herndl, B. A. Brown, and H. Rebel. rp-Process Nucleosynthesis at Extreme Temperature and Density Conditions. *Phys. Rep.*, 294 :167–264, February 1998. doi : 10.1016/S0370-1573(97)00048-3.
- Osamu Koike, Masa-aki Hashimoto, Reiko Kuromizu, and Shin-ichirou Fujimoto. Final Products of the rp-Process on Accreting Neutron Stars. *ApJ*, 603(1) :242–251, March 2004. doi : 10.1086/381354.
- S. Goriely, J. José, M. Hernanz, M. Rayet, and M. Arnould. He-detonation in sub-Chandrasekhar CO white dwarfs : A new insight into energetics and p-process nucleosynthesis. *A&A*, 383 :L27–L30, March 2002. doi : 10.1051/0004-6361:20020088.

- J. Pruet, R. D. Hoffman, S. E. Woosley, H. T. Janka, and R. Buras. Nucleosynthesis in Early Supernova Winds. II. The Role of Neutrinos. *ApJ*, 644(2) :1028–1039, June 2006. doi : 10.1086/503891.
- M. Eichler, K. Nakamura, T. Takiwaki, T. Kuroda, K. Kotake, M. Hempel, R. Cabezón, M. Liebendörfer, and F. K. Thielemann. Nucleosynthesis in 2D core-collapse supernovae of 11.2 and 17.0 M_{\odot} progenitors : implications for Mo and Ru production. *Journal of Physics G Nuclear Physics*, 45(1) :014001, January 2018. doi : 10.1088/1361-6471/aa8891.
- V. Liccardo, M. Malheiro, M. S. Hussein, B. V. Carlson, and T. Frederico. Nuclear processes in astrophysics : Recent progress. *European Physical Journal A*, 54(12) :221, December 2018. doi : 10.1140/epja/i2018-12648-5.
- W. Michael Howard, Bradley S. Meyer, and S. E. Woosley. A New Site for the Astrophysical Gamma-Process. *ApJ*, 373 :L5, May 1991. doi : 10.1086/186038.
- U. Battino, M. Pignatari, C. Travaglio, C. Lederer-Woods, P. Denissenkov, F. Herwig, F. Thielemann, and T. Rauscher. Heavy elements nucleosynthesis on accreting white dwarfs : building seeds for the p-process. *MNRAS*, 497(4) :4981–4998, October 2020. doi : 10.1093/mnras/staa2281.
- J. Bliss, A. Arcones, and Y. Z. Qian. Production of Mo and Ru Isotopes in Neutrino-driven Winds : Implications for Solar Abundances and Presolar Grains. *ApJ*, 866(2) :105, October 2018. doi : 10.3847/1538-4357/aade8d.
- T. Mishenina, M. Pignatari, T. Gorbaneva, C. Travaglio, B. Côté, F. K. Thielemann, and C. Soubiran. Enrichment of the Galactic disc with neutron-capture elements : Mo and Ru. *MNRAS*, 489(2) :1697–1708, October 2019. doi : 10.1093/mnras/stz2202.
- Chiaki Kobayashi, Amanda I. Karakas, and Maria Lugaro. The Origin of Elements from Carbon to Uranium. *ApJ*, 900(2) :179, September 2020. doi : 10.3847/1538-4357/abae65.
- Ruth C. Peterson. Molybdenum, Ruthenium, and the Heavy r-process Elements in Moderately Metal-poor Main-sequence Turnoff Stars. *ApJ*, 768(1) :L13, May 2013. doi : 10.1088/2041-8205/768/1/L13.
- C. J. Hansen, A. C. Andersen, and N. Christlieb. Stellar abundances and presolar grains trace the nucleosynthetic origin of molybdenum and ruthenium. *A&A*, 568 :A47, August 2014. doi : 10.1051/0004-6361/201423535.
- F. Spite, M. Spite, B. Barbuy, P. Bonifacio, E. Caffau, and P. François. Abundance patterns of the light neutron-capture elements in very and extremely metal-poor stars. *A&A*, 611 :A30, March 2018. doi : 10.1051/0004-6361/201732096.
- R. Forsberg, N. Ryde, H. Jönsson, R. M. Rich, and A. Johansen. Abundances of disk and bulge giants from high-resolution optical spectra. V. Molybdenum : The p-process element. *A&A*, 666 :A125, October 2022. doi : 10.1051/0004-6361/202244013.
- J. N. Bahcall. Book-Review - Neutrino Astrophysics. *Science*, 246 :1648, December 1989.
- George Wallerstein, Jr. Iben, Icko, Peter Parker, Ann Merchant Boesgaard, Gerald M. Hale, Arthur E. Champagne, Charles A. Barnes, Franz Käppeler, Verne V. Smith, Robert D. Hoffman, Frank X. Timmes, Chris Sneden, Richard N. Boyd, Bradley S. Meyer, and David L. Lambert. Synthesis of the elements in stars : forty years of progress. *Reviews of Modern Physics*, 69(4) :995–1084, October 1997. doi : 10.1103/RevModPhys.69.995.

References

- A. Heger, E. Kolbe, W. C. Haxton, K. Langanke, G. Martínez-Pinedo, and S. E. Woosley. Neutrino nucleosynthesis. *Physics Letters B*, 606(3-4) :258–264, January 2005. doi : 10.1016/j.physletb.2004.12.017.
- A. Sieverding, G. Martínez-Pinedo, L. Huther, K. Langanke, and A. Heger. The ν -Process in the Light of an Improved Understanding of Supernova Neutrino Spectra. *ApJ*, 865 (2) :143, October 2018. doi : 10.3847/1538-4357/aadd48.
- J. J. Cowan and W. K. Rose. Production of ^{14}C and neutrons in red giants. *ApJ*, 212 :149–158, February 1977. doi : 10.1086/155030.
- K. Jonsell, P. S. Barklem, B. Gustafsson, N. Christlieb, V. Hill, T. C. Beers, and J. Holmberg. The Hamburg/ESO R-process enhanced star survey (HERES). III. HE 0338-3945 and the formation of the r + s stars. *A&A*, 451(2) :651–670, May 2006. doi : 10.1051/0004-6361:20054470.
- Maria Lugaro, Amanda I. Karakas, Richard J. Stancliffe, and Carlos Rijs. The s-process in Asymptotic Giant Branch Stars of Low Metallicity and the Composition of Carbon-enhanced Metal-poor Stars. *ApJ*, 747(1) :2, March 2012. doi : 10.1088/0004-637X/747/1/2.
- L. Dardelet, C. Ritter, P. Prado, E. Heringer, C. Higgs, S. Sandalski, S. Jones, P. Denisenkov, K. Venn, M. Bertolli, M. Pignatari, P. Woodward, and F. Herwig. i process and CEMP-s+r stars. In *XIII Nuclei in the Cosmos (NIC XIII)*, page 145, January 2014. doi : 10.22323/1.204.0145.
- Melanie Hampel, Richard J. Stancliffe, Maria Lugaro, and Bradley S. Meyer. The Intermediate Neutron-capture Process and Carbon-enhanced Metal-poor Stars. *ApJ*, 831(2) : 171, November 2016. doi : 10.3847/0004-637X/831/2/171.
- D. Karinkuzhi, S. Van Eck, S. Goriely, L. Siess, A. Jorissen, A. Choplin, A. Escorza, S. Shetye, H. Van Winckel, and . Does the i-process operate at nearly solar metallicity? *arXiv e-prints*, art. arXiv :2305.04189, May 2023. doi : 10.48550/arXiv.2305.04189.
- Anna Frebel. From Nuclei to the Cosmos : Tracing Heavy-Element Production with the Oldest Stars. *Annual Review of Nuclear and Particle Science*, 68(1) :237–269, October 2018. doi : 10.1146/annurev-nucl-101917-021141.
- Andreas Koch, Moritz Reichert, Camilla Juul Hansen, Melanie Hampel, Richard J. Stancliffe, Amanda Karakas, and Almudena Arcones. Unusual neutron-capture nucleosynthesis in a carbon-rich Galactic bulge star. *A&A*, 622 :A159, February 2019. doi : 10.1051/0004-6361/201834241.
- Alessandro Chieffi, Inma Domínguez, Marco Limongi, and Oscar Straniero. Evolution and Nucleosynthesis of Zero-Metal Intermediate-Mass Stars. *ApJ*, 554(2) :1159–1174, June 2001. doi : 10.1086/321387.
- A. Choplin, L. Siess, and S. Goriely. The intermediate neutron capture process. I. Development of the i-process in low-metallicity low-mass AGB stars. *A&A*, 648 :A119, April 2021. doi : 10.1051/0004-6361/202040170.
- S. Goriely, L. Siess, and A. Choplin. The intermediate neutron capture process. II. Nuclear uncertainties. *A&A*, 654 :A129, October 2021. doi : 10.1051/0004-6361/202141575.
- A. Choplin, L. Siess, and S. Goriely. The intermediate neutron capture process. III. The i-process in AGB stars of different masses and metallicities without overshoot. *A&A*, 667 :A155, November 2022c. doi : 10.1051/0004-6361/202244360.

- S. W. Campbell, M. Lugaro, and A. I. Karakas. Evolution and nucleosynthesis of extremely metal-poor and metal-free low- and intermediate-mass stars. II. s-process nucleosynthesis during the core He flash. *A&A*, 522 :L6, November 2010. doi : 10.1051/0004-6361/201015428.
- Falk Herwig, Marco Pignatari, Paul R. Woodward, David H. Porter, Gabriel Rockefeller, Chris L. Fryer, Michael Bennett, and Raphael Hirschi. Convective-reactive Proton-¹²C Combustion in Sakurai’s Object (V4334 Sagittarii) and Implications for the Evolution and Yields from the First Generations of Stars. *ApJ*, 727(2) :89, February 2011. doi : 10.1088/0004-637X/727/2/89.
- Pavel A. Denissenkov, Falk Herwig, Umberto Battino, Christian Ritter, Marco Pignatari, Samuel Jones, and Bill Paxton. I-process Nucleosynthesis and Mass Retention Efficiency in He-shell Flash Evolution of Rapidly Accreting White Dwarfs. *ApJ*, 834(2) :L10, January 2017. doi : 10.3847/2041-8213/834/2/L10.
- Pavel A. Denissenkov, Falk Herwig, Paul Woodward, Robert Andrassey, Marco Pignatari, and Samuel Jones. The i-process yields of rapidly accreting white dwarfs from multicycle He-shell flash stellar evolution models with mixing parametrizations from 3D hydrodynamics simulations. *MNRAS*, 488(3) :4258–4270, September 2019. doi : 10.1093/mnras/stz1921.
- S. Jones, C. Ritter, F. Herwig, C. Fryer, M. Pignatari, M. G. Bertolli, and B. Paxton. H ingestion into He-burning convection zones in super-AGB stellar models as a potential site for intermediate neutron-density nucleosynthesis. *MNRAS*, 455(4) :3848–3863, February 2016. doi : 10.1093/mnras/stv2488.
- Projjwal Banerjee, Yong-Zhong Qian, and Alexander Heger. New Neutron-capture Site in Massive Pop III and Pop II Stars as a Source for Heavy Elements in the Early Galaxy. *ApJ*, 865(2) :120, October 2018. doi : 10.3847/1538-4357/aadb8c.
- O. Clarkson, F. Herwig, and M. Pignatari. Pop III i-process nucleosynthesis and the elemental abundances of SMSS J0313-6708 and the most iron-poor stars. *MNRAS*, 474(1) :L37–L41, February 2018. doi : 10.1093/mnrasl/slx190.
- O. Clarkson and F. Herwig. Convective H-He interactions in massive population III stellar evolution models. *MNRAS*, 500(2) :2685–2703, January 2021. doi : 10.1093/mnras/staa3328.
- D. F. Gray. Atmospheric turbulence measured in stars above the main sequence. *ApJ*, 202 :148–164, November 1975. doi : 10.1086/153960.
- David F. Gray. *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*. 2005.
- Amanda P. Doyle, Guy R. Davies, Barry Smalley, William J. Chaplin, and Yvonne Elsworth. Determining stellar macroturbulence using asteroseismic rotational velocities from Kepler. *MNRAS*, 444(4) :3592–3602, November 2014. doi : 10.1093/mnras/stu1692.
- Jeff A. Valenti and Debra A. Fischer. Spectroscopic Properties of Cool Stars (SPOCS). I. 1040 F, G, and K Dwarfs from Keck, Lick, and AAT Planet Search Programs. *ApJS*, 159(1) :141–166, July 2005. doi : 10.1086/430500.
- H. Bruntt, T. R. Bedding, P. O. Quirion, G. Lo Curto, F. Carrier, B. Smalley, T. H. Dall, T. Arentoft, M. Bazot, and R. P. Butler. Accurate fundamental parameters for 23 bright solar-type stars. *MNRAS*, 405(3) :1907–1923, July 2010. doi : 10.1111/j.1365-2966.2010.16575.x.

References

- Yoichi Takeda and Satoru UeNo. Does the radial-tangential macroturbulence model adequately describe the spectral line broadening of solar-type stars?*. *PASJ*, 69(3) :46, June 2017. doi : 10.1093/pasj/psx022.
- S. Hekker and J. Meléndez. Precise radial velocities of giant stars. III. Spectroscopic stellar parameters. *A&A*, 475(3) :1003–1009, December 2007. doi : 10.1051/0004-6361:20078233.
- John M. Brewer, Debra A. Fischer, Sarbani Basu, Jeff A. Valenti, and Nikolai Piskunov. Accurate Gravities of F, G, and K stars from High Resolution Spectra Without External Constraints. *ApJ*, 805(2) :126, June 2015. doi : 10.1088/0004-637X/805/2/126.
- Leonardo A. dos Santos, Jorge Meléndez, José-Dias do Nascimento, Megan Bedell, Iván Ramírez, Jacob L. Bean, Martin Asplund, Lorenzo Spina, Stefan Dreizler, Alan Alves-Brito, and Luca Casagrande. The Solar Twin Planet Search. IV. The Sun as a typical rotator and evidence for a new rotational braking law for Sun-like stars. *A&A*, 592 : A156, August 2016. doi : 10.1051/0004-6361/201628558.
- Tabetha S. Boyajian, Harold A. McAlister, Gerard van Belle, Douglas R. Gies, Theo A. ten Brummelaar, Kaspar von Braun, Chris Farrington, P. J. Goldfinger, David O’Brien, J. Robert Parks, Noel D. Richardson, Stephen Ridgway, Gail Schaefer, Laszlo Sturmann, Judit Sturmann, Yamina Touhami, Nils H. Turner, and Russel White. Stellar Diameters and Temperatures. I. Main-sequence A, F, and G Stars. *ApJ*, 746(1) :101, February 2012a. doi : 10.1088/0004-637X/746/1/101.
- Tabetha S. Boyajian, Kaspar von Braun, Gerard van Belle, Harold A. McAlister, Theo A. ten Brummelaar, Stephen R. Kane, Philip S. Muirhead, Jeremy Jones, Russel White, Gail Schaefer, David Ciardi, Todd Henry, Mercedes López-Morales, Stephen Ridgway, Douglas Gies, Wei-Chun Jao, Bárbara Rojas-Ayala, J. Robert Parks, Laszlo Sturmann, Judit Sturmann, Nils H. Turner, Chris Farrington, P. J. Goldfinger, and David H. Berger. Stellar Diameters and Temperatures. II. Main-sequence K- and M-stars. *ApJ*, 757(2) : 112, October 2012b. doi : 10.1088/0004-637X/757/2/112.
- I. Karovicova, T. R. White, T. Nordlander, K. Lind, L. Casagrande, M. J. Ireland, D. Huber, O. Creevey, D. Mourard, G. H. Schaefer, G. Gilmore, A. Chiavassa, M. Wittkowski, P. Jofré, U. Heiter, F. Thévenin, and M. Asplund. Accurate effective temperatures of the metal-poor benchmark stars HD 140283, HD 122563, and HD 103095 from CHARA interferometry. *MNRAS*, 475(1) :L81–L85, March 2018. doi : 10.1093/mnras/sly010.
- T. R. White, D. Huber, A. W. Mann, L. Casagrande, S. K. Grunblatt, A. B. Justesen, V. Silva Aguirre, T. R. Bedding, M. J. Ireland, G. H. Schaefer, and P. G. Tuthill. Interferometric diameters of five evolved intermediate-mass planet-hosting stars measured with PAVO at the CHARA Array. *MNRAS*, 477(4) :4403–4413, July 2018. doi : 10.1093/mnras/sty898.
- E. Boehm-Vitense. The effective temperature scale. *ARA&A*, 19 :295–317, January 1981. doi : 10.1146/annurev.aa.19.090181.001455.
- E. Boehm-Vitense. Effective temperatures of A and F stars. *ApJ*, 255 :191–199, April 1982. doi : 10.1086/159817.
- Andreas Schweitzer, John E. Gizis, Peter H. Hauschildt, France Allard, Eric M. Howard, and J. Davy Kirkpatrick. Effective Temperatures of Late L Dwarfs and the Onset of Methane Signatures. *ApJ*, 566(1) :435–441, February 2002. doi : 10.1086/338035.

- Phillip J. Flower. Transformations from Theoretical Hertzsprung-Russell Diagrams to Color-Magnitude Diagrams : Effective Temperatures, B-V Colors, and Bolometric Corrections. *ApJ*, 469 :355, September 1996. doi : 10.1086/177785.
- L. Casagrande, I. Ramírez, J. Meléndez, M. Bessell, and M. Asplund. An absolutely calibrated T_{eff} scale from the infrared flux method. Dwarfs and subgiants. *A&A*, 512 :A54, March 2010. doi : 10.1051/0004-6361/200913204.
- Iván Ramírez and Jorge Meléndez. The Effective Temperature Scale of FGK Stars. II. T_{eff} :Color :[Fe/H] Calibrations. *ApJ*, 626(1) :465–485, June 2005. doi : 10.1086/430102.
- A. Alonso, S. Arribas, and C. Martínez-Roger. The empirical scale of temperatures of the low main sequence (F0V-K5V). *A&A*, 313 :873–890, September 1996.
- David F. Gray and Heather L. Johanson. Precise Measurement of Stellar Temperatures Using Line-Depth Ratios. *PASP*, 103 :439, May 1991. doi : 10.1086/132839.
- Klaus Fuhrmann. Nearby stars of the Galactic disc and halo - IV. *MNRAS*, 384(1) :173–224, February 2008. doi : 10.1111/j.1365-2966.2007.12671.x.
- P. S. Barklem. Non-LTE Balmer line formation in late-type spectra : effects of atomic processes involving hydrogen atoms. *A&A*, 466(1) :327–337, April 2007. doi : 10.1051/0004-6361:20066686.
- A. M. Amarsi, T. Nordlander, P. S. Barklem, M. Asplund, R. Collet, and K. Lind. Effective temperature determinations of late-type stars based on 3D non-LTE Balmer line formation. *A&A*, 615 :A139, July 2018. doi : 10.1051/0004-6361/201732546.
- Martin Asplund. New Light on Stellar Abundance Analyses : Departures from LTE and Homogeneity. *ARA&A*, 43(1) :481–530, September 2005. doi : 10.1146/annurev.astro.42.053102.134001.
- H. G. Ludwig, E. Caffau, M. Steffen, B. Freytag, P. Bonifacio, and A. Kučinskas. The CIFIST 3D model atmosphere grid. *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 80 :711, January 2009. doi : 10.48550/arXiv.0908.4496.
- U. Heiter, P. Jofré, B. Gustafsson, A. J. Korn, C. Soubiran, and F. Thévenin. Gaia FGK benchmark stars : Effective temperatures and surface gravities. *A&A*, 582 :A49, October 2015a. doi : 10.1051/0004-6361/201526319.
- R. C. Bless. Photoelectric Spectrophotometry of A-Type Stars. *ApJ*, 132 :532, November 1960. doi : 10.1086/146961.
- E. O. Hulburt. On the Breadth of the Hydrogen Lines in Stellar Spectra. *ApJ*, 59 :177, April 1924. doi : 10.1086/142804.
- C. T. Elvey and O. Struve. A study of stellar hydrogen lines and their relation to the Stark effect. *ApJ*, 72 :277–300, December 1930. doi : 10.1086/143281.
- Helmut A. Abt, A. B. Meinel, Morgan W. W., and Tapscott I. W. *An Atlas of low-dispersion grating stellar spectra*. 1968.
- William J. Chaplin and Andrea Miglio. Asteroseismology of Solar-Type and Red-Giant Stars. *ARA&A*, 51(1) :353–392, August 2013. doi : 10.1146/annurev-astro-082812-140938.
- William J. Borucki, David Koch, Gibor Basri, Natalie Batalha, Timothy Brown, Douglas Caldwell, John Caldwell, Jørgen Christensen-Dalsgaard, William D. Cochran, Edna DeVore, Edward W. Dunham, Andrea K. Dupree, Thomas N. Gautier, John C. Geary,

References

- Ronald Gilliland, Alan Gould, Steve B. Howell, Jon M. Jenkins, Yoji Kondo, David W. Latham, Geoffrey W. Marcy, Søren Meibom, Hans Kjeldsen, Jack J. Lissauer, David G. Monet, David Morrison, Dimitar Sasselov, Jill Tarter, Alan Boss, Don Brownlee, Toby Owen, Derek Buzasi, David Charbonneau, Laurance Doyle, Jonathan Fortney, Eric B. Ford, Matthew J. Holman, Sara Seager, Jason H. Steffen, William F. Welsh, Jason Rowe, Howard Anderson, Lars Buchhave, David Ciardi, Lucianne Walkowicz, William Sherry, Elliott Horch, Howard Isaacson, Mark E. Everett, Debra Fischer, Guillermo Torres, John Asher Johnson, Michael Endl, Phillip MacQueen, Stephen T. Bryson, Jessie Dotson, Michael Haas, Jeffrey Kolodziejczak, Jeffrey Van Cleve, Hema Chandrasekaran, Joseph D. Twicken, Elisa V. Quintana, Bruce D. Clarke, Christopher Allen, Jie Li, Haley Wu, Peter Tenenbaum, Ekaterina Verner, Frederick Bruhweiler, Jason Barnes, and Andrej Prsa. Kepler Planet-Detection Mission : Introduction and First Results. *Science*, 327(5968) :977, February 2010. doi : 10.1126/science.1185402.
- Steve B. Howell, Charlie Sobeck, Michael Haas, Martin Still, Thomas Barclay, Fergal Mullally, John Troeltzsch, Suzanne Aigrain, Stephen T. Bryson, Doug Caldwell, William J. Chaplin, William D. Cochran, Daniel Huber, Geoffrey W. Marcy, Andrea Miglio, Joan R. Najita, Marcie Smith, J. D. Twicken, and Jonathan J. Fortney. The K2 Mission : Characterization and Early Results. *PASP*, 126(938) :398, April 2014. doi : 10.1086/676406.
- Eric Michel, Annie Baglin, Michel Auvergne, Claude Catala, Reza Samadi, Frédéric Baudin, Thierry Appourchaux, Caroline Barban, Werner W. Weiss, Gabrielle Berthomieu, Patrick Boumier, Marc-Antoine Dupret, Rafael A. Garcia, Malcolm Fridlund, Rafael Garrido, Marie-Jo Goupil, Hans Kjeldsen, Yveline Lebreton, Benoît Mosser, Arlette Grottsch-Noels, Eduardo Janot-Pacheco, Janine Provost, Ian W. Roxburgh, Anne Thoul, Thierry Toutain, Didier Tiphène, Sylvaine Turck-Chieze, Sylvie D. Vauclair, Gérard P. Vauclair, Conny Aerts, Georges Alecian, Jérôme Ballot, Stéphane Charpinet, Anne-Marie Hubert, François Lignières, Philippe Mathias, Mario J. P. F. G. Monteiro, Coralie Neiner, Ennio Poretti, José Renan de Medeiros, Ignasi Ribas, Michel L. Rieutord, Teodoro Roca Cortés, and Konstanze Zwintz. CoRoT Measures Solar-Like Oscillations and Granulation in Stars Hotter Than the Sun. *Science*, 322(5901) :558, October 2008. doi : 10.1126/science.1163004.
- Marc H. Pinsonneault, Yvonne Elsworth, Courtney Epstein, Saskia Hekker, Sz. Mészáros, William J. Chaplin, Jennifer A. Johnson, Rafael A. García, Jon Holtzman, Savita Mathur, Ana García Pérez, Victor Silva Aguirre, Léo Girardi, Sarbani Basu, Matthew Shetrone, Dennis Stello, Carlos Allende Prieto, Deokkeun An, Paul Beck, Timothy C. Beers, Dmitry Bizyaev, Steven Bloemen, Jo Bovy, Katia Cunha, Joris De Ridder, Peter M. Frincha-boy, D. A. García-Hernández, Ronald Gilliland, Paul Harding, Fred R. Hearty, Daniel Huber, Inese Ivans, Thomas Kallinger, Steven R. Majewski, Travis S. Metcalfe, Andrea Miglio, Benoit Mosser, Demitri Muna, David L. Nidever, Donald P. Schneider, Aldo Serenelli, Verne V. Smith, Jamie Tayar, Olga Zamora, and Gail Zasowski. The APOKASC Catalog : An Asteroseismic and Spectroscopic Joint Survey of Targets in the Kepler Fields. *ApJS*, 215(2) :19, December 2014. doi : 10.1088/0067-0049/215/2/19.
- H. Kjeldsen and T. R. Bedding. Amplitudes of stellar oscillations : the implications for asteroseismology. *A&A*, 293 :87–106, January 1995. doi : 10.48550/arXiv.astro-ph/9403015.
- Ning Gai, Sarbani Basu, William J. Chaplin, and Yvonne Elsworth. An In-depth Study

- of Grid-based Asteroseismic Analysis. *ApJ*, 730(2) :63, April 2011. doi : 10.1088/0004-637X/730/2/63.
- Albert Bijaoui. A global strategy for spectral inversion from a model library. In Jean-Luc Starck and Christian Surace, editors, *Seventh Conference on Astronomical Data Analysis*, page 2, May 2012.
- Jorge J. Moré. The Levenberg-Marquardt algorithm : Implementation and theory. In *Lecture Notes in Mathematics*, Berlin Springer Verlag, volume 630, pages 105–116. 1978. doi : 10.1007/BFb0067700.
- Carlos Allende-Prieto and Apogee Team. FERRE : A Code for Spectroscopic Analysis. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts #225*, volume 225 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, page 422.07, January 2015.
- J. A. Valenti and N. Piskunov. Spectroscopy made easy : A new tool for fitting observations with synthetic spectra. *A&AS*, 118 :595–603, September 1996.
- Alessio Mucciarelli, Elena Pancino, Loredana Lovisi, Francesco R. Ferraro, and Emilio Lapenna. GALA : An Automatic Tool for the Abundance Analysis of Stellar Spectra. *ApJ*, 766(2) :78, April 2013. doi : 10.1088/0004-637X/766/2/78.
- S. Blanco-Cuaresma, C. Soubiran, U. Heiter, and P. Jofré. iSpec : Stellar atmospheric parameters and chemical abundances. *Astrophysics Source Code Library*, record ascl :1409.006, September 2014.
- C. Boeche and E. K. Grebel. SP_Ace : a new code to derive stellar parameters and elemental abundances. *A&A*, 587 :A2, March 2016. doi : 10.1051/0004-6361/201526758.
- Laura Magrini, Sofia Randich, Eileen Friel, Lorenzo Spina, Heather Jacobson, Tristan Cantat-Gaudin, Paolo Donati, Roberto Baglioni, Enrico Maiorca, Angela Bragaglia, Rosanna Sordo, and Antonella Vallenari. FAMA : An automatic code for stellar parameter and abundance determination. *A&A*, 558 :A38, October 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201321844.
- H. Posbic, D. Katz, E. Caffau, P. Bonifacio, A. Gómez, L. Sbordone, and F. Arenou. SPADES : a stellar parameters determination software. *A&A*, 544 :A154, August 2012. doi : 10.1051/0004-6361/201219417.
- L. Sbordone, E. Caffau, P. Bonifacio, and S. Duffau. MyGIsFOS : an automated code for parameter determination and detailed abundance analysis in cool stars. *A&A*, 564 :A109, April 2014. doi : 10.1051/0004-6361/201322430.
- M. Tsantaki, D. T. Andreasen, G. D. C. Teixeira, S. G. Sousa, N. C. Santos, E. Delgado-Mena, and G. Bruzual. Atmospheric stellar parameters for large surveys using FASMA, a new spectral synthesis package. *MNRAS*, 473(4) :5066–5097, February 2018. doi : 10.1093/mnras/stx2564.
- Alan F. Heavens, Raul Jimenez, and Ofer Lahav. Massive lossless data compression and multiple parameter estimation from galaxy spectra. *MNRAS*, 317(4) :965–972, October 2000. doi : 10.1046/j.1365-8711.2000.03692.x.
- C. A. L. Bailer-Jones. Stellar parameters from very low resolution spectra and medium band filters. T_{eff} , $\log g$ and $[M/H]$ using neural networks. *A&A*, 357 :197–205, May 2000. doi : 10.48550/arXiv.astro-ph/0003071.

References

- Shawn Snider, Carlos Allende Prieto, Ted von Hippel, Timothy C. Beers, Christopher Sneden, Yuan Qu, and Silvia Rossi. Three-dimensional Spectral Classification of Low-Metallicity Stars Using Artificial Neural Networks. *ApJ*, 562(1) :528–548, November 2001. doi : 10.1086/323428.
- Christopher Alan Sneden. *Carbon and Nitrogen Abundances in Metal-Poor Stars*. PhD thesis, University of Texas, Austin, January 1973.
- N. E. Piskunov. SYNTH - a code for rapid spectral synthesis. In *Physics and Evolution of Stars : Stellar Magnetism*, page 92, January 1992.
- Richard O. Gray. SPECTRUM : A stellar spectral synthesis program. Astrophysics Source Code Library, record ascl :9910.002, October 1999.
- R. Alvarez and B. Plez. Near-infrared narrow-band photometry of M-giant and Mira stars : models meet observations. *A&A*, 330 :1109–1119, February 1998.
- B. Plez. Turbospectrum : Code for spectral synthesis, record ascl :1205.004, see <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2012ascl.soft05004P>, May 2012.
- B. Strömgren. On the Chemical Composition of the Solar Atmosphere. In *Festschrift für Elis Strömgren*, page 218. 1940.
- F. Castelli and R. L. Kurucz. New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres. In N. Piskunov, W. W. Weiss, and D. F. Gray, editors, *Modelling of Stellar Atmospheres*, volume 210, page A20, January 2003. doi : 10.48550/arXiv.astro-ph/0405087.
- F. Allard and P. H. Hauschildt. M (sub) Dwarf Model Atmospheres : The Next Generation. In Christopher G. Tinney, editor, *The Bottom of the Main Sequence - and Beyond*, page 32, January 1995.
- T. O. Husser, S. Wende-von Berg, S. Dreizler, D. Homeier, A. Reiners, T. Barman, and P. H. Hauschildt. A new extensive library of PHOENIX stellar atmospheres and synthetic spectra. *A&A*, 553 :A6, May 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201219058.
- B. Gustafsson, B. Edvardsson, K. Eriksson, U. G. Jørgensen, Å. Nordlund, and B. Plez. A grid of MARCS model atmospheres for late-type stars. I. Methods and general properties. *A&A*, 486(3) :951–970, August 2008. doi : 10.1051/0004-6361:200809724.
- Z. Magic, R. Collet, M. Asplund, R. Trampedach, W. Hayek, A. Chiavassa, R. F. Stein, and Å. Nordlund. The Stagger-grid : A grid of 3D stellar atmosphere models. I. Methods and general properties. *A&A*, 557 :A26, September 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201321274.
- B. Freytag, M. Steffen, H. G. Ludwig, S. Wedemeyer-Böhm, W. Schaffenberger, and O. Steiner. Simulations of stellar convection with CO5BOLD. *Journal of Computational Physics*, 231(3) :919–959, February 2012. doi : 10.1016/j.jcp.2011.09.026.
- Henry Norris Russell. On the Composition of the Sun’s Atmosphere. *ApJ*, 70 :11, July 1929. doi : 10.1086/143197.
- Harrison Brown. A Table of Relative Abundances of Nuclear Species. *Reviews of Modern Physics*, 21(4) :625–634, October 1949. doi : 10.1103/RevModPhys.21.625.
- Leo Goldberg, Edith A. Muller, and Lawrence H. Aller. The Abundances of the Elements in the Solar Atmosphere. *ApJS*, 5 :1, November 1960. doi : 10.1086/190053.

- M. Minnaert and G. F. W. Mulders. Dopplereffekt und Dämpfung bei den Fraunhoferschen Linien. (Mitteilung aus dem Heliophysikalischen Institut des Physikalischen Laboratoriums Utrecht.) Mit 3 Abbildungen. *ZAp*, 2 :165, January 1931.
- N. Grevesse and A. Noels. Atomic data and the spectrum of the solar photosphere. *Physica Scripta Volume T*, 47 :133–138, January 1993. doi : 10.1088/0031-8949/1993/T47/021.
- N. Grevesse, A. Noels, and A. J. Sauval. Atomic and Molecular Data in Solar Photospheric Spectroscopy. In A. J. Sauval, R. Blomme, and N. Grevesse, editors, *Laboratory and Astronomical High Resolution Spectra*, volume 81 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 74, January 1995.
- N. Grevesse and A. J. Sauval. Standard Solar Composition. *Space Sci. Rev.*, 85 :161–174, May 1998. doi : 10.1023/A:1005161325181.
- N. Grevesse, M. Asplund, and A. J. Sauval. The Solar Chemical Composition. *Space Sci. Rev.*, 130(1-4) :105–114, June 2007. doi : 10.1007/s11214-007-9173-7.
- M. Asplund, A. M. Amarsi, and N. Grevesse. The chemical make-up of the Sun : A 2020 vision. *A&A*, 653 :A141, September 2021. doi : 10.1051/0004-6361/202140445.
- Katharina Lodders. Solar System Abundances and Condensation Temperatures of the Elements. *ApJ*, 591(2) :1220–1247, July 2003. doi : 10.1086/375492.
- N. E. Piskunov, F. Kupka, T. A. Ryabchikova, W. W. Weiss, and C. S. Jeffery. VALD : The Vienna Atomic Line Data Base. *A&AS*, 112 :525, September 1995.
- T. Ryabchikova, N. Piskunov, R. L. Kurucz, H. C. Stempels, U. Heiter, Yu Pakhomov, and P. S. Barklem. A major upgrade of the VALD database. *Phys. Scr*, 90(5) :054005, May 2015. doi : 10.1088/0031-8949/90/5/054005.
- Robert L. Kurucz. Including all the lines. *Canadian Journal of Physics*, 89 :417–428, April 2011. doi : 10.1139/p10-104.
- U. Heiter, K. Lind, M. Bergemann, M. Asplund, Š. Mikolaitis, P. S. Barklem, T. Masseron, P. de Laverny, L. Magrini, B. Edvardsson, H. Jönsson, J. C. Pickering, N. Ryde, A. Bayo Arán, T. Bensby, A. R. Casey, S. Feltzing, P. Jofré, A. J. Korn, E. Pancino, F. Damiani, A. Lanzafame, C. Lardo, L. Monaco, L. Morbidelli, R. Smiljanic, C. Worley, S. Zaggia, S. Randich, and G. F. Gilmore. Atomic data for the Gaia-ESO Survey. *A&A*, 645 :A106, January 2021. doi : 10.1051/0004-6361/201936291.
- Poul Erik Nissen and Bengt Gustafsson. High-precision stellar abundances of the elements : methods and applications. *A&A Rev.*, 26(1) :6, October 2018. doi : 10.1007/s00159-018-0111-3.
- S. G. Sousa, N. C. Santos, G. Israelian, M. Mayor, and M. J. P. F. G. Monteiro. A new code for automatic determination of equivalent widths : Automatic Routine for line Equivalent widths in stellar Spectra (ARES). *A&A*, 469(2) :783–791, July 2007. doi : 10.1051/0004-6361:20077288.
- S. G. Sousa, N. C. Santos, V. Adibekyan, E. Delgado-Mena, and G. Israelian. ARES v2 : new features and improved performance. *A&A*, 577 :A67, May 2015. doi : 10.1051/0004-6361/201425463.
- M. Valentini, T. Morel, A. Miglio, L. Fossati, and U. Munari. GAUFRE : A tool for an automated determination of atmospheric parameters from spectroscopy. In *European Physical Journal Web of Conferences*, volume 43 of *European Physical Journal Web of Conferences*, page 03006, March 2013. doi : 10.1051/epjconf/20134303006.

References

- Robert L. Kurucz. ATLAS12, SYNTHÉ, ATLAS9, WIDTH9, et cetera. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 8 :14, January 2005.
- A. Wehrhahn, N. Piskunov, and T. Ryabchikova. PySME. Spectroscopy Made Easier. *A&A*, 671 :A171, March 2023. doi : 10.1051/0004-6361/202244482.
- P. Jofré, U. Heiter, C. Soubiran, S. Blanco-Cuaresma, T. Masseron, T. Nordlander, L. Chemin, C. C. Worley, S. Van Eck, A. Hourihane, G. Gilmore, V. Adibekyan, M. Bergemann, T. Cantat-Gaudin, E. Delgado-Mena, J. I. González Hernández, G. Guiglion, C. Lardo, P. de Laverny, K. Lind, L. Magrini, S. Mikolaitis, D. Montes, E. Pancino, A. Recio-Blanco, R. Sordo, S. Sousa, H. M. Taberner, and A. Vallenari. Gaia FGK benchmark stars : abundances of α and iron-peak elements. *A&A*, 582 :A81, Oct 2015. doi : 10.1051/0004-6361/201526604.
- Paula Jofré, Ulrike Heiter, Marcelo Tucci Maia, Caroline Soubiran, C. Clare Worley, Keith Hawkins, Sergi Blanco-Cuaresma, and Carlos Rodrigo. The Gaia FGK Benchmark Stars Version 2.1. *Research Notes of the American Astronomical Society*, 2(3) :152, August 2018. doi : 10.3847/2515-5172/aadc61.
- Ana E. García Pérez, Carlos Allende Prieto, Jon A. Holtzman, Matthew Shetrone, Szabolcs Mészáros, Dmitry Bizyaev, Ricardo Carrera, Katia Cunha, D. A. García-Hernández, Jennifer A. Johnson, Steven R. Majewski, David L. Nidever, Ricardo P. Schiavon, Neville Shane, Verne V. Smith, Jennifer Sobek, Nicholas Troup, Olga Zamora, David H. Weinberg, Jo Bovy, Daniel J. Eisenstein, Diane Feuillet, Peter M. Frinchaboy, Michael R. Hayden, Fred R. Hearty, Duy C. Nguyen, Robert W. O’Connell, Marc H. Pinsonneault, John C. Wilson, and Gail Zasowski. ASPCAP : The APOGEE Stellar Parameter and Chemical Abundances Pipeline. *AJ*, 151(6) :144, June 2016. doi : 10.3847/0004-6256/151/6/144.
- A. Recio-Blanco, P. de Laverny, C. Allende Prieto, D. Fustes, M. Manteiga, B. Arcay, A. Bijaoui, C. Dafonte, C. Ordenovic, and D. Ordoñez Blanco. Stellar parametrization from Gaia RVS spectra. *A&A*, 585 :A93, January 2016a. doi : 10.1051/0004-6361/201425030.
- J. R. Fuhr and W. L. Wiese. A Critical Compilation of Atomic Transition Probabilities for Neutral and Singly Ionized Iron. *Journal of Physical and Chemical Reference Data*, 35 (4) :1669–1809, December 2006. doi : 10.1063/1.2218876.
- P. S. Barklem, N. Piskunov, and B. J. O’Mara. A list of data for the broadening of metallic lines by neutral hydrogen collisions. *A&AS*, 142 :467–473, March 2000. doi : 10.1051/aas:2000167.
- D. Katz, P. Sartoretti, A. Guerrier, P. Panuzzo, G. M. Seabroke, F. Thévenin, M. Cropper, K. Benson, R. Blomme, R. Haigron, O. Marchal, M. Smith, S. Baker, L. Chemin, Y. Damerdji, M. David, C. Dolding, Y. Frémat, E. Gosset, K. Janßen, G. Jasniewicz, A. Lobel, G. Plum, N. Samaras, O. Snaith, C. Soubiran, O. Vanel, T. Zwitter, T. Antoja, F. Arenou, C. Babusiaux, N. Brouillet, E. Caffau, P. Di Matteo, C. Fabre, C. Fabricius, F. Frakgoudi, M. Haywood, H. E. Huckle, C. Hottier, Y. Lasne, N. Leclerc, A. Mastrobuono-Battisti, F. Royer, D. Teyssier, J. Zorec, F. Crifo, A. Jean-Antoine Piccolo, C. Turon, and Y. Viala. Gaia Data Release 3 Properties and validation of the radial velocities. *arXiv e-prints*, art. arXiv :2206.05902, June 2022.
- P. Jofré, U. Heiter, C. Soubiran, S. Blanco-Cuaresma, C. C. Worley, E. Pancino, T. Cantat-Gaudin, L. Magrini, M. Bergemann, J. I. González Hernández, V. Hill, C. Lardo, P. de

- Laverny, K. Lind, T. Masseron, D. Montes, A. Mucciarelli, T. Nordlander, A. Recio Blanco, J. Sobek, R. Sordo, S. G. Sousa, H. Tabernero, A. Vallenari, and S. Van Eck. Gaia FGK benchmark stars : Metallicity. *A&A*, 564 :A133, April 2014. doi : 10.1051/0004-6361/201322440.
- P. Jofré, U. Heiter, C. C. Worley, S. Blanco-Cuaresma, C. Soubiran, T. Masseron, K. Hawkins, V. Adibekyan, S. Buder, L. Casamiquela, G. Gilmore, A. Hourihane, and H. Tabernero. Gaia FGK benchmark stars : opening the black box of stellar element abundance determination. *A&A*, 601 :A38, May 2017. doi : 10.1051/0004-6361/201629833.
- M. Aurière. Stellar Polarimetry with NARVAL. In J. Arnaud and N. Meunier, editors, *EAS Publications Series*, volume 9 of *EAS Publications Series*, page 105, January 2003.
- J. F. Donati, C. Catala, J. D. Landstreet, and P. Petit. ESPaDOnS : The New Generation Stellar Spectro-Polarimeter. Performances and First Results. In R. Casini and B. W. Lites, editors, *Solar Polarization 4*, volume 358 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 362, December 2006.
- P. Petit, T. Louge, S. Théado, F. Paletou, N. Manset, J. Morin, S. C. Marsden, and S. V. Jeffers. PolarBase : A Database of High-Resolution Spectropolarimetric Stellar Observations. *PASP*, 126(939) :469, May 2014. doi : 10.1086/676976.
- M. Mayor, F. Pepe, D. Queloz, F. Bouchy, G. Rupprecht, G. Lo Curto, G. Avila, W. Benz, J. L. Bertaux, X. Bonfils, Th. Dall, H. Dekker, B. Delabre, W. Eckert, M. Fleury, A. Gilliotte, D. Gojak, J. C. Guzman, D. Kohler, J. L. Lizon, A. Longinotti, C. Lovis, D. Megevand, L. Pasquini, J. Reyes, J. P. Sivan, D. Sosnowska, R. Soto, S. Udry, A. van Kesteren, L. Weber, and U. Weilenmann. Setting New Standards with HARPS. *The Messenger*, 114 : 20–24, December 2003.
- Hans Dekker, Sandro D’Odorico, Andreas Kaufer, Bernard Delabre, and Heinz Kotzlowski. Design, construction, and performance of UVES, the echelle spectrograph for the UT2 Kueyen Telescope at the ESO Paranal Observatory. In Masanori Iye and Alan F. Moorwood, editors, *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, volume 4008 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, pages 534–545, August 2000. doi : 10.1117/12.395512.
- S. Bagnulo, E. Jehin, C. Ledoux, R. Cabanac, C. Melo, R. Gilmozzi, and ESO Paranal Science Operations Team. The UVES Paranal Observatory Project : A Library of High-Resolution Spectra of Stars across the Hertzsprung-Russell Diagram. *The Messenger*, 114 : 10–14, December 2003.
- Kenneth Hinkle, Lloyd Wallace, Jeff Valenti, and Dianne Harmer. *Visible and Near Infrared Atlas of the Arcturus Spectrum 3727-9300 Å*. 2000.
- U. Heiter, K. Lind, M. Asplund, P. S. Barklem, M. Bergemann, L. Magrini, T. Masseron, Š. Mikolaitis, J. C. Pickering, and M. P. Ruffoni. Atomic and molecular data for optical stellar spectroscopy. *Phys. Scr*, 90(5) :054010, May 2015b. doi : 10.1088/0031-8949/90/5/054010.
- L. Wallace, K. H. Hinkle, W. C. Livingston, and S. P. Davis. An Optical and Near-infrared (2958-9250 Å) Solar Flux Atlas. *ApJS*, 195(1) :6, Jul 2011. doi : 10.1088/0067-0049/195/1/6.
- J. W. Brault. Solar Fourier Transform Spectroscopy. In G. Godoli, editor, *Future solar optical observations needs and constraints*, volume 106, page 33, January 1978.

References

- K. G. Strassmeier, I. Ilyin, A. Järvinen, M. Weber, M. Woche, S. I. Barnes, S. M. Bauer, E. Beckert, W. Bittner, R. Bredthauer, T. A. Carroll, C. Denker, F. Dionies, I. DiVarrano, D. Döscher, T. Fechner, D. Feuerstein, T. Granzer, T. Hahn, G. Harnisch, A. Hofmann, M. Lesser, J. Paschke, S. Pankratow, V. Plank, D. Plüschke, E. Popow, and D. Sablowski. PEPSI : The high-resolution échelle spectrograph and polarimeter for the Large Binocular Telescope. *Astronomische Nachrichten*, 336(4) :324, May 2015. doi : 10.1002/asna.201512172.
- Klaus G. Strassmeier, I. Ilyin, M. Weber, A. Järvinen, M. Woche, S. Järvinen, D. Sablowski, M. Mallonn, E. Keles, T. Carroll, M. C. Johnson, C. Bender, R. M. Wagner, and C. Veillet. Want a PEPSI? Performance status of the recently commissioned high-resolution spectrograph and polarimeter for the 2x8.4m Large Binocular Telescope. In *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VII*, volume 10702 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, page 1070212, July 2018. doi : 10.1117/12.2311627.
- W. Benz and M. Mayor. Photoelectric rotational velocities of late-type dwarfs. *A&A*, 138 : 183–188, September 1984.
- I. Ramírez and C. Allende Prieto. Fundamental Parameters and Chemical Composition of Arcturus. *ApJ*, 743(2) :135, Dec 2011. doi : 10.1088/0004-637X/743/2/135.
- R. G. Gratton and C. Sneden. The chemical composition of MU Leonis. *A&A*, 234 :366, August 1990.
- R. Earle Luck. Abundances in the Local Region II : F, G, and K Dwarfs and Subgiants. *AJ*, 153(1) :21, January 2017. doi : 10.3847/1538-3881/153/1/21.
- Verne V. Smith, Katia Cunha, Matthew D. Shetrone, Szabolcs Meszaros, Carlos Allende Prieto, Dmitry Bizyaev, Ana García Pérez, Steven R. Majewski, Ricardo Schiavon, Jon Holtzman, and Jennifer A. Johnson. Chemical Abundances in Field Red Giants from High-resolution H-band Spectra Using the APOGEE Spectral Linelist. *ApJ*, 765(1) :16, March 2013. doi : 10.1088/0004-637X/765/1/16.
- P. de Laverny, A. Recio-Blanco, C. C. Worley, and B. Plez. The AMBRE project : A new synthetic grid of high-resolution FGKM stellar spectra. *A&A*, 544 :A126, August 2012a. doi : 10.1051/0004-6361/201219330.
- P. de Laverny, A. Recio-Blanco, C. C. Worley, and B. Plez. The AMBRE project : A new synthetic grid of high-resolution FGKM stellar spectra. *A&A*, 544 :A126, August 2012b. doi : 10.1051/0004-6361/201219330.
- T. Masseron, B. Plez, S. Van Eck, R. Colin, I. Daoutidis, M. Godefroid, P. F. Coheur, P. Bernath, A. Jorissen, and N. Christlieb. CH in stellar atmospheres : an extensive linelist. *A&A*, 571 :A47, November 2014. doi : 10.1051/0004-6361/201423956.
- James S. A. Brooke, Peter F. Bernath, Timothy W. Schmidt, and George B. Bacskay. Line strengths and updated molecular constants for the C₂ Swan system. *J. Quant. Spec. Radiat. Transf.*, 124 :11–20, July 2013. doi : 10.1016/j.jqsrt.2013.02.025.
- James S. A. Brooke, Ram S. Ram, Colin M. Western, Gang Li, David W. Schwenke, and Peter F. Bernath. Einstein A Coefficients and Oscillator Strengths for the A ²Π-X ²Σ⁺ (Red) and B²Σ⁺-X²Σ⁺ (Violet) Systems and Rovibrational Transitions in the X ²Σ⁺ State of CN. *ApJS*, 210(2) :23, February 2014. doi : 10.1088/0067-0049/210/2/23.

- Christopher Sneden, Sara Lucatello, Ram S. Ram, James S. A. Brooke, and Peter Bernath. Line Lists for the A $^2\Pi-X^2\Sigma^+$ (Red) and B $^2\Sigma^+-X^2\Sigma^+$ (Violet) Systems of CN, $^{13}C^{14}N$, and $^{12}C^{15}N$, and Application to Astronomical Spectra. *ApJS*, 214(2) :26, October 2014. doi : 10.1088/0067-0049/214/2/26.
- R. L. Kurucz. Gaia FGK benchmark stars : Metallicity. *A&A*, 564 :A133, April 2014. doi : 10.1051/0004-6361/201322440.
- M. Dulick, Jr. Bauschlicher, C. W., Adam Burrows, C. M. Sharp, R. S. Ram, and Peter Bernath. Line Intensities and Molecular Opacities of the FeH F $^4\Delta_i-X^4\Delta_i$ Transition. *ApJ*, 594 (1) :651–663, September 2003. doi : 10.1086/376791.
- Laura K. McKemmish, Sergei N. Yurchenko, and Jonathan Tennyson. ExoMol line lists - XVIII. The high-temperature spectrum of VO. *MNRAS*, 463(1) :771–793, November 2016. doi : 10.1093/mnras/stw1969.
- Laura K. McKemmish, Thomas Masseron, H. Jens Hoeijmakers, Víctor Pérez-Mesa, Simon L. Grimm, Sergei N. Yurchenko, and Jonathan Tennyson. ExoMol molecular line lists - XXXIII. The spectrum of Titanium Oxide. *MNRAS*, 488(2) :2836–2854, September 2019. doi : 10.1093/mnras/stz1818.
- Ya. V. Pavlenko, Sergei N. Yurchenko, Laura K. McKemmish, and Jonathan Tennyson. Analysis of the TiO isotopologues in stellar optical spectra. *A&A*, 642 :A77, October 2020. doi : 10.1051/0004-6361/202037863.
- K. P. Birch and M. J. Downs. LETTER TO THE EDITOR : Correction to the Updated Edlén Equation for the Refractive Index of Air. *Metrologia*, 31(4) :315–316, January 1994a. doi : 10.1088/0026-1394/31/4/006.
- W. L. Wiese, M. W. Smith, and B. M. Miles. Atomic transition probabilities. Vol. 2 : Sodium through Calcium. 1969.
- Charlotte E. Moore, M. G. J. Minnaert, and J. Houtgast. The solar spectrum 2935 Å to 8770 Å. 1966.
- U. Heiter and K. Eriksson. Geometry of giant star model atmospheres : a consistency test. *A&A*, 452(3) :1039–1048, June 2006. doi : 10.1051/0004-6361:20064925.
- K. P. Birch and M. J. Downs. LETTER TO THE EDITOR : Correction to the Updated Edlén Equation for the Refractive Index of Air. *Metrologia*, 31(4) :315–316, January 1994b. doi : 10.1088/0026-1394/31/4/006.
- P. Sartoretti, D. Katz, M. Cropper, P. Panuzzo, G. M. Seabroke, Y. Viala, K. Benson, R. Blomme, G. Jasniewicz, A. Jean-Antoine, H. Huckle, M. Smith, S. Baker, F. Crifo, Y. Damerdjji, M. David, C. Dolding, Y. Frémat, E. Gosset, A. Guerrier, L. P. Guy, R. Haigron, K. Janßen, O. Marchal, G. Plum, C. Soubiran, F. Thévenin, M. Ajaj, C. Allende Prieto, C. Babusiaux, S. Boudreault, L. Chemin, C. Delle Luche, C. Fabre, A. Gueguen, N. C. Hambly, Y. Lasne, F. Meynadier, F. Pailler, C. Panem, F. Riclet, F. Royer, G. Tauran, C. Zurbach, T. Zwitter, F. Arenou, A. Gomez, V. Lemaître, N. Leclerc, T. Morel, U. Munari, C. Turon, and M. Žerjal. Gaia Data Release 2. Processing the spectroscopic data. *A&A*, 616 :A6, August 2018. doi : 10.1051/0004-6361/201832836.
- A. Bijaoui, A. Recio-Blanco, P. de Laverny, and C. Ordenovic. Parameter estimation from model grids : Application to Gaia RVS spectra. In J. L. Starck, M. Saber Naceur, and R. Murtagh, editors, ADA 6 - Sixth Conference on Astronomical Data Analysis, page 9, September 2010.

References

- A. Recio-Blanco, A. Bijaoui, and P. de Laverny. Automated derivation of stellar atmospheric parameters and chemical abundances : the MATISSE algorithm. *MNRAS*, 370(1) :141–150, July 2006. doi : 10.1111/j.1365-2966.2006.10455.x.
- A. Recio-Blanco, P. de Laverny, C. Allende Prieto, D. Fustes, M. Manteiga, B. Arcay, A. Bijaoui, C. Dafonte, C. Ordenovic, and D. Ordoñez Blanco. Stellar parametrization from Gaia RVS spectra. *A&A*, 585 :A93, January 2016b. doi : 10.1051/0004-6361/201425030.
- P. Santos-Peral, A. Recio-Blanco, P. de Laverny, E. Fernández-Alvar, and C. Ordenovic. The AMBRE Project : Spectrum normalisation influence on Mg abundances in the metal-rich Galactic disc. *A&A*, 639 :A140, July 2020. doi : 10.1051/0004-6361/202037522.
- M. Cropper, D. Katz, P. Sartoretti, T. Prusti, J. H. J. de Bruijne, F. Chassat, P. Charvet, J. Boyadjian, M. Perryman, G. Sarri, P. Gare, M. Erdmann, U. Munari, T. Zwitter, M. Wilkinson, F. Arenou, A. Vallenari, A. Gómez, P. Panuzzo, G. Seabroke, C. Allende Prieto, K. Benson, O. Marchal, H. Huckle, M. Smith, C. Dolding, K. Janßen, Y. Viala, R. Blomme, S. Baker, S. Boudreault, F. Crifo, C. Soubiran, Y. Frémat, G. Jasniewicz, A. Guerrier, L. P. Guy, C. Turon, A. Jean-Antoine-Piccolo, F. Thévenin, M. David, E. Gosset, and Y. Damerджи. Gaia Data Release 2. Gaia Radial Velocity Spectrometer. *A&A*, 616 :A5, August 2018. doi : 10.1051/0004-6361/201832763.
- Abdurro’uf, Katherine Accetta, Conny Aerts, Víctor Silva Aguirre, Romina Ahumada, Nikhil Ajgaonkar, N. Filiz Ak, Shadab Alam, Carlos Allende Prieto, Andrés Almeida, Friedrich Anders, Scott F. Anderson, Brett H. Andrews, Borja Anguiano, Erik Aquino-Ortiz, Alfonso Aragón-Salamanca, Maria Argudo-Fernández, Metin Ata, Marie Aubert, Vladimir Avila-Reese, Carles Badenes, Rodolfo H. Barbá, Kat Barger, Jorge K. Barrera-Ballesteros, Rachael L. Beaton, Timothy C. Beers, Francesco Belfiore, Chad F. Bender, Mariangela Bernardi, Matthew A. Bershad, Florian Beutler, Christian Moni Bidin, Jonathan C. Bird, Dmitry Bizyaev, Guillermo A. Blanc, Michael R. Blanton, Nicholas Fraser Boardman, Adam S. Bolton, Médéric Boquien, Jura Borissova, Jo Bovy, W. N. Brandt, Jordan Brown, Joel R. Brownstein, Marcella Brusa, Johannes Buchner, Kevin Bundy, Joseph N. Burchett, Martin Bureau, Adam Burgasser, Tuesday K. Cabang, Stephanie Campbell, Michele Cappellari, Joleen K. Carlberg, Fábio Carneiro Wanderley, Ricardo Carrera, Jennifer Cash, Yan-Ping Chen, Wei-Huai Chen, Brian Cherinka, Cristina Chiappini, Peter Doohyun Choi, S. Drew Chojnowski, Haeun Chung, Nicolas Clerc, Roger E. Cohen, Julia M. Comerford, Johan Comparat, Luiz da Costa, Kevin Covey, Jeffrey D. Crane, Irene Cruz-Gonzalez, Connor Culhane, Katia Cunha, Y. Sophia Dai, Guillermo Damke, Jeremy Darling, Jr. Davidson, James W., Roger Davies, Kyle Dawson, Nathan De Lee, Aleksandar M. Diamond-Stanic, Mariana Cano-Díaz, Helena Domínguez Sánchez, John Donor, Chris Duckworth, Tom Dwelly, Daniel J. Eisenstein, Yvonne P. Elsworth, Eric Emsellem, Mike Eracleous, Stephanie Escoffier, Xiaohui Fan, Emily Farr, Shuai Feng, José G. Fernández-Trincado, Diane Feuillet, Andreas Filipp, Sean P. Fillingham, Peter M. Frinchaboy, Sebastien Fromenteau, Lluís Galbany, Rafael A. García, D. A. García-Hernández, Junqiang Ge, Doug Geisler, Joseph Gelfand, Tobias Géron, Benjamin J. Gibson, Julian Goddy, Diego Godoy-Rivera, Kathleen Grabowski, Paul J. Green, Michael Greener, Catherine J. Grier, Emily Griffith, Hong Guo, Julien Guy, Massinissa Hadjara, Paul Harding, Sten Hasselquist, Christian R. Hayes, Fred Hearty, Jesús Hernández, Lewis Hill, David W. Hogg, Jon A. Holtzman, Danny Horta, Bau-Ching Hsieh, Chin-Hao Hsu, Yun-Hsin Hsu, Daniel Huber, Marc Huertas-Company, Brian Hutchinson, Ho Seong Hwang, Héctor J. Ibarra-Medel, Jacob Ider

Chitham, Gabriele S. Ilha, Julie Imig, Will Jaekle, Tharindu Jayasinghe, Xihan Ji, Jennifer A. Johnson, Amy Jones, Henrik Jönsson, Ivan Katkov, Dr. Khalatyan, Arman, Karen Kinemuchi, Shobhit Kisku, Johan H. Knapen, Jean-Paul Kneib, Juna A. Kollmeier, Miranda Kong, Marina Kounkel, Kathryn Kreckel, Dhanesh Krishnarao, Ivan Lacerna, Richard R. Lane, Rachel Langgin, Ramon Lavender, David R. Law, Daniel Lazarz, Henry W. Leung, Ho-Hin Leung, Hannah M. Lewis, Cheng Li, Ran Li, Jianhui Lian, Fu-Heng Liang, Lihwai Lin, Yen-Ting Lin, Sicheng Lin, Chris Lintott, Dan Long, Penélope Longa-Peña, Carlos López-Cobá, Shengdong Lu, Britt F. Lundgren, Yuanze Luo, J. Ted Mackereth, Axel de la Macorra, Suvrath Mahadevan, Steven R. Majewski, Arturo Manchado, Travis Mandeville, Claudia Maraston, Berta Margalef-Bentabol, Thomas Masseron, Karen L. Masters, Savita Mathur, Richard M. McDermid, Myles Mckay, Andrea Merloni, Michael Merrifield, Szabolcs Meszaros, Andrea Miglio, Francesco Di Mille, Dante Minniti, Rebecca Minsley, Antonela Monachesi, Jeongin Moon, Benoit Mosser, John Mulchaey, Demitri Muna, Ricardo R. Muñoz, Adam D. Myers, Natalie Myers, Seshadri Nadathur, Preethi Nair, Kirpal Nandra, Justus Neumann, Jeffrey A. Newman, David L. Nidever, Farnik Nikakhtar, Christian Nitschelm, Julia E. O’Connell, Luis Garma-Oehmichen, Gabriel Luan Souza de Oliveira, Richard Olney, Daniel Oravetz, Mario Ortigoza-Urdaneta, Yeisson Osorio, Justin Otter, Zachary J. Pace, Nelson Padilla, Kaike Pan, Hsi-An Pan, Taniya Parikh, James Parker, Sebastien Peirani, Karla Peña Ramírez, Samantha Penny, Will J. Percival, Ismael Perez-Fournon, Marc Pinsonneault, Frédérick Poidevin, Vijith Jacob Poovelil, Adrian M. Price-Whelan, Anna Bárbara de Andrade Queiroz, M. Jordan Raddick, Amy Ray, Sandro Barboza Rembold, Nicole Riddle, Rogemar A. Riffel, Rogério Riffel, Hans-Walter Rix, Annie C. Robin, Aldo Rodríguez-Puebla, Alexandre Roman-Lopes, Carlos Román-Zúñiga, Benjamin Rose, Ashley J. Ross, Graziano Rossi, Kate H. R. Rubin, Mara Salvato, Sebastián F. Sánchez, José R. Sánchez-Gallego, Robyn Sanderson, Felipe Antonio Santana Rojas, Edgar Sarceno, Regina Sarmiento, Conor Sayres, Elizaveta Sazonova, Adam L. Schaefer, Ricardo Schiavon, David J. Schlegel, Donald P. Schneider, Mathias Schultheis, Axel Schwöpe, Aldo Serenelli, Javier Serna, Zhengyi Shao, Griffin Shapiro, Anubhav Sharma, Yue Shen, Matthew Shetrone, Yiping Shu, Joshua D. Simon, M. F. Skrutskie, Rebecca Smethurst, Verne Smith, Jennifer Sobeck, Taylor Spoo, Dani Sprague, David V. Stark, Keivan G. Stassun, Matthias Steinmetz, Dennis Stello, Alexander Stone-Martinez, Thaisa Storchi-Bergmann, Guy S. Stringfellow, Amelia Stutz, Yung-Chau Su, Manuchehr Taghizadeh-Popp, Michael S. Talbot, Jamie Tayar, Eduardo Telles, Johanna Teske, Ani Thakar, Christopher Theissen, Andrew Tkachenko, Daniel Thomas, Rita Tojeiro, Hector Hernandez Toledo, Nicholas W. Troup, Jonathan R. Trump, James Trussler, Jacqueline Turner, Sarah Tuttle, Eduardo Unda-Sanzana, José Antonio Vázquez-Mata, Marica Valentini, Octavio Valenzuela, Jaime Vargas-González, Mariana Vargas-Magaña, Pablo Vera Alfaro, Sandro Villanova, Fiorenzo Vincenzo, David Wake, Jack T. Warfield, Jessica Diane Washington, Benjamin Alan Weaver, Anne-Marie Weijmans, David H. Weinberg, Achim Weiss, Kyle B. Westfall, Vivienne Wild, Matthew C. Wilde, John C. Wilson, Robert F. Wilson, Mikayla Wilson, Julien Wolf, W. M. Wood-Vasey, Renbin Yan, Olga Zamora, Gail Zasowski, Kai Zhang, Cheng Zhao, Zheng Zheng, Zheng Zheng, and Kai Zhu. The Seventeenth Data Release of the Sloan Digital Sky Surveys : Complete Release of MaNGA, MaStar, and APOGEE-2 Data. *ApJS*, 259 (2) :35, April 2022b. doi : 10.3847/1538-4365/ac4414.

References

- G. Contursi, P. de Laverny, A. Recio-Blanco, E. Spitoni, P. A. Palicio, E. Poggio, V. Gri-soni, G. Cescutti, F. Matteucci, L. Spina, M. A. Álvarez, G. Kordopatis, C. Ordenovic, I. Oreshina-Slezak, and H. Zhao. The cerium content of the Milky Way as revealed by Gaia DR3 GSP-Spec abundances. *A&A*, 670 :A106, February 2023. doi : 10.1051/0004-6361/202244469.
- R. Forsberg, H. Jönsson, N. Ryde, and F. Matteucci. Abundances of disk and bulge giants from high-resolution optical spectra. IV. Zr, La, Ce, Eu. *A&A*, 631 :A113, November 2019. doi : 10.1051/0004-6361/201936343.
- J. E. Lawler, C. Sneden, J. J. Cowan, I. I. Ivans, and E. A. Den Hartog. Improved Laboratory Transition Probabilities for Ce II, Application to the Cerium Abundances of the Sun and Five r-Process-Rich, Metal-Poor Stars, and Rare Earth Lab Data Summary. *ApJS*, 182(1) :51–79, May 2009. doi : 10.1088/0067-0049/182/1/51.
- Nicolas Grevesse, Pat Scott, Martin Asplund, and A. Jacques Sauval. The elemental composition of the Sun. III. The heavy elements Cu to Th. *A&A*, 573 :A27, January 2015. doi : 10.1051/0004-6361/201424111.
- E. A. Den Hartog, J. E. Lawler, C. Sneden, and J. J. Cowan. Improved Laboratory Transition Probabilities for Nd II and Application to the Neodymium Abundances of the Sun and Three Metal-poor Stars. *ApJS*, 148(2) :543–566, October 2003. doi : 10.1086/376940.
- G. Contursi, P. de Laverny, A. Recio-Blanco, and P. A. Palicio. GSP-spec line list for the parametrisation of Gaia-RVS stellar spectra. *A&A*, 654 :A130, October 2021. doi : 10.1051/0004-6361/202140912.
- G. Tautvaišienė, C. Viscasillas Vázquez, Š. Mikolaitis, E. Stonkutė, R. Minkevičiūtė, A. Drazdauskas, and V. Bagdonas. Abundances of neutron-capture elements in thin- and thick-disc stars in the solar neighbourhood. *A&A*, 649 :A126, May 2021. doi : 10.1051/0004-6361/202039979.
- C. Fanelli, L. Origlia, E. Oliva, A. Mucciarelli, N. Sanna, E. Dalessandro, and D. Romano. Stellar population astrophysics (SPA) with the TNG. The Arcturus Lab. *A&A*, 645 :A19, January 2021. doi : 10.1051/0004-6361/20203939710.48550/arXiv.2011.12321.
- C. A. L. Bailer-Jones, J. Rybizki, M. Fouesneau, M. Demleitner, and R. Andrae. Estimating Distances from Parallaxes. V. Geometric and Photogeometric Distances to 1.47 Billion Stars in Gaia Early Data Release 3. *AJ*, 161(3) :147, March 2021. doi : 10.3847/1538-3881/abd806.
- P. A. Palicio, A. Recio-Blanco, E. Poggio, T. Antoja, P. J. McMillan, and E. Spitoni. Spiral-like features in the disc revealed by Gaia DR3 radial actions. *A&A*, 670 :L7, February 2023. doi : 10.1051/0004-6361/202245026.
- G. C. Myeong, N. W. Evans, V. Belokurov, N. C. Amorisco, and S. E. Koposov. Halo substructure in the SDSS-Gaia catalogue : streams and clumps. *MNRAS*, 475(2) :1537–1548, April 2018. doi : 10.1093/mnras/stx3262.
- Diane K. Feuillet, Sofia Feltzing, Christian L. Sahlholdt, and Luca Casagrande. The SkyMapper-Gaia RVS view of the Gaia-Enceladus-Sausage - an investigation of the metallicity and mass of the Milky Way’s last major merger. *MNRAS*, 497(1) :109–124, September 2020. doi : 10.1093/mnras/staa1888.

- Diane K. Feuillet, Christian L. Sahlholdt, Sofia Feltzing, and Luca Casagrande. Selecting accreted populations : metallicity, elemental abundances, and ages of the Gaia-Sausage-Enceladus and Sequoia populations. *MNRAS*, 508(1) :1489–1508, November 2021. doi : 10.1093/mnras/stab2614.
- E. Delgado Mena, M. Tsantaki, V. Zh. Adibekyan, S. G. Sousa, N. C. Santos, J. I. González Hernández, and G. Israelian. Chemical abundances of 1111 FGK stars from the HARPS GTO planet search program. II. Cu, Zn, Sr, Y, Zr, Ba, Ce, Nd, and Eu. *A&A*, 606 :A94, October 2017. doi : 10.1051/0004-6361/201730535.
- Emily Griffith, David H. Weinberg, Jennifer A. Johnson, Rachael Beaton, D. A. García-Hernández, Sten Hasselquist, Jon Holtzman, James W. Johnson, Henrik Jönsson, Richard R. Lane, David M. Nataf, and Alexandre Roman-Lopes. The Similarity of Abundance Ratio Trends and Nucleosynthetic Patterns in the Milky Way Disk and Bulge. *ApJ*, 909(1) :77, March 2021. doi : 10.3847/1538-4357/abd6be.
- R. da Silva, B. Lemasle, G. Bono, K. Genovali, A. McWilliam, S. Cristallo, M. Bergemann, R. Buonanno, M. Fabrizio, I. Ferraro, P. François, G. Iannicola, L. Inno, C. D. Laney, R. P. Kudritzki, N. Matsunaga, M. Nonino, F. Primas, N. Przybilla, M. Romaniello, F. Thévenin, and M. A. Urbaneja. Neutron-capture elements across the Galactic thin disk using Cepheids. *A&A*, 586 :A125, February 2016. doi : 10.1051/0004-6361/201527300.
- T. Cantat-Gaudin, F. Anders, A. Castro-Ginard, C. Jordi, M. Romero-Gómez, C. Soubiran, L. Casamiquela, Y. Tarricq, A. Moitinho, A. Vallenari, A. Bragaglia, A. Krone-Martins, and M. Kounkel. Painting a portrait of the Galactic disc with its stellar clusters. *A&A*, 640 :A1, August 2020. doi : 10.1051/0004-6361/202038192.
- A. Castro-Ginard, C. Jordi, X. Luri, T. Cantat-Gaudin, J. M. Carrasco, L. Casamiquela, F. Anders, L. Balaguer-Núñez, and R. M. Badia. Hunting for open clusters in Gaia EDR3 : 628 new open clusters found with OCfinder. *A&A*, 661 :A118, May 2022. doi : 10.1051/0004-6361/202142568.
- Y. Tarricq, C. Soubiran, L. Casamiquela, T. Cantat-Gaudin, L. Chemin, F. Anders, T. Antoja, M. Romero-Gómez, F. Figueras, C. Jordi, A. Bragaglia, L. Balaguer-Núñez, R. Carrera, A. Castro-Ginard, A. Moitinho, P. Ramos, and D. Bossini. 3D kinematics and age distribution of the open cluster population. *A&A*, 647 :A19, March 2021. doi : 10.1051/0004-6361/202039388.
- E. Maiorca, S. Randich, M. Busso, L. Magrini, and S. Palmerini. s-processing in the Galactic Disk. I. Super-solar Abundances of Y, Zr, La, and Ce in Young Open Clusters. *ApJ*, 736 (2) :120, August 2011. doi : 10.1088/0004-637X/736/2/120.
- Arumalla B. S. Reddy, Sunetra Giridhar, and David L. Lambert. Comprehensive abundance analysis of red giants in the open clusters NGC 752, 1817, 2360 and 2506. *MNRAS*, 419 (2) :1350–1361, January 2012. doi : 10.1111/j.1365-2966.2011.19791.x.
- L. Casamiquela, C. Soubiran, P. Jofré, C. Chiappini, N. Lagarde, Y. Tarricq, R. Carrera, C. Jordi, L. Balaguer-Núñez, J. Carbajo-Hijarrubia, and S. Blanco-Cuaresma. Abundance-age relations with red clump stars in open clusters. *A&A*, 652 :A25, August 2021. doi : 10.1051/0004-6361/202039951.
- J. V. Sales-Silva, S. Daflon, K. Cunha, D. Souto, V. V. Smith, C. Chiappini, J. Donor, P. M. Frinchaboy, D. A. García-Hernández, C. Hayes, S. R. Majewski, T. Masseron, R. P. Schiavon,

References

- D. H. Weinberg, R. L. Beaton, J. G. Fernández-Trincado, H. Jönsson, R. R. Lane, D. Minniti, A. Manchado, C. Moni Bidin, C. Nitschelm, J. O’Connell, and S. Villanova. Exploring the S-process History in the Galactic Disk : Cerium Abundances and Gradients in Open Clusters from the OCCAM/APOGEE Sample. *ApJ*, 926(2) :154, February 2022. doi : 10.3847/1538-4357/ac4254.
- Lorenzo Spina, Thomas Nordlander, Andrew R. Casey, Megan Bedell, Valentina D’Orazi, Jorge Meléndez, Amanda I. Karakas, Silvano Desidera, Martina Baratella, Jhon J. Yana Galarza, and Giada Casali. How Magnetic Activity Alters What We Learn from Stellar Spectra. *ApJ*, 895(1) :52, May 2020. doi : 10.3847/1538-4357/ab8bd7.
- F. Matteucci and P. Francois. Galactic chemical evolution : abundance gradients of individual elements. *MNRAS*, 239 :885–904, August 1989. doi : 10.1093/mnras/239.3.885.
- Maria Chiara Pardi, Federico Ferrini, and Francesca Matteucci. Evolution of Spiral Galaxies. IV. The Thick Disk in the Solar Region as an Intermediate Collapse Phase. *ApJ*, 444 : 207, May 1995. doi : 10.1086/175596.
- Rosemary F. G. Wyse and Gerard Gilmore. Formation and evolution of the Galactic Bulge and Spheroid : Where did the Spheroid Gas Go ? *AJ*, 104 :144, July 1992. doi : 10.1086/116226.
- Takuji Tsujimoto, Toshikazu Shigeyama, and Yuzuru Yoshii. Chemical Evolution of the Galactic Halo through Supernova-induced Star Formation and Its Implication for Population III Stars. *ApJ*, 519(1) :L63–L67, July 1999. doi : 10.1086/312101.
- M. S. Oey. Discussion Summary : Interplay of Stars, ISM and Chemical Enrichment. In Danielle Alloin, Knut Olsen, and Gaspar Galaz, editors, *Stars, Gas and Dust in Galaxies : Exploring the Links*, volume 221 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 293, January 2000.
- A. Alibés, J. Labay, and R. Canal. Galactic chemical abundance evolution in the solar neighborhood up to the iron peak. *A&A*, 370 :1103–1121, May 2001. doi : 10.1051/0004-6361:20010296.
- S. Boissier and N. Prantzos. Chemo-spectrophotometric evolution of spiral galaxies - I. The model and the Milky Way. *MNRAS*, 307(4) :857–876, August 1999. doi : 10.1046/j.1365-8711.1999.02699.x.
- E. Spitoni, K. Verma, V. Silva Aguirre, and F. Calura. Galactic archaeology with asteroseismic ages. II. Confirmation of a delayed gas infall using Bayesian analysis based on MCMC methods. *A&A*, 635 :A58, March 2020. doi : 10.1051/0004-6361/201937275.
- E. Spitoni, K. Verma, V. Silva Aguirre, F. Vincenzo, F. Matteucci, B. Vaičekuskaitė, M. Palla, V. Grisoni, and F. Calura. APOGEE DR16 : A multi-zone chemical evolution model for the Galactic disc based on MCMC methods. *A&A*, 647 :A73, March 2021. doi : 10.1051/0004-6361/202039864.
- Tomás Ruiz-Lara, Carme Gallart, Edouard J. Bernard, and Santi Cassisi. The recurrent impact of the Sagittarius dwarf on the star formation history of the Milky Way. *Nature Astronomy*, 4 :965–973, May 2020. doi : 10.1038/s41550-020-1097-0.
- S. Cristallo, L. Piersanti, O. Straniero, R. Gallino, I. Domínguez, C. Abia, G. Di Rico, M. Quintini, and S. Bisterzo. Evolution, Nucleosynthesis, and Yields of Low-mass Asymptotic Giant Branch Stars at Different Metallicities. II. The FRUITY Database. *ApJS*, 197(2) : 17, December 2011. doi : 10.1088/0067-0049/197/2/17.

- G. Cescutti, C. Chiappini, R. Hirschi, G. Meynet, and U. Frischknecht. The s-process in the Galactic halo : the fifth signature of spinstars in the early Universe? *A&A*, 553 :A51, May 2013. doi : 10.1051/0004-6361/201220809.
- G. Cescutti and C. Chiappini. Explaining the Ba, Y, Sr, and Eu abundance scatter in metal-poor halo stars : constraints to the r-process. *A&A*, 565 :A51, May 2014. doi : 10.1051/0004-6361/201423432.
- G. Cescutti, D. Romano, F. Matteucci, C. Chiappini, and R. Hirschi. The role of neutron star mergers in the chemical evolution of the Galactic halo. *A&A*, 577 :A139, May 2015. doi : 10.1051/0004-6361/201525698.
- U. Frischknecht, R. Hirschi, and F. K. Thielemann. Non-standard s-process in low metallicity massive rotating stars. *A&A*, 538 :L2, February 2012. doi : 10.1051/0004-6361/201117794.
- Urs Frischknecht, Raphael Hirschi, Marco Pignatari, André Maeder, George Meynet, Cristina Chiappini, Friedrich-Karl Thielemann, Thomas Rauscher, Cyril Georgy, and Sylvia Ekström. s-process production in rotating massive stars at solar and low metallicities. *MNRAS*, 456(2) :1803–1825, February 2016. doi : 10.1093/mnras/stv2723.
- F. Rizzuti, G. Cescutti, F. Matteucci, A. Chieffi, R. Hirschi, and M. Limongi. The contribution from rotating massive stars to the enrichment in Sr and Ba of the Milky Way. *MNRAS*, 489(4) :5244–5255, November 2019. doi : 10.1093/mnras/stz2505.
- F. Matteucci, D. Romano, A. Arcones, O. Korobkin, and S. Rosswog. Europium production : neutron star mergers versus core-collapse supernovae. *MNRAS*, 438(3) :2177–2185, March 2014. doi : 10.1093/mnras/stt2350.
- V. Grisoni, G. Cescutti, F. Matteucci, R. Forsberg, H. Jönsson, and N. Ryde. Modelling the chemical evolution of Zr, La, Ce, and Eu in the Galactic discs and bulge. *MNRAS*, 492 (2) :2828–2834, February 2020. doi : 10.1093/mnras/staa051.
- Helmer H. Koppelman, Amina Helmi, Davide Massari, Adrian M. Price-Whelan, and Tjitske K. Starkenburg. Multiple retrograde substructures in the Galactic halo : A shattered view of Galactic history. *A&A*, 631 :L9, November 2019. doi : 10.1051/0004-6361/201936738.
- Amina Helmi, Simon D. M. White, P. Tim de Zeeuw, and Hongsheng Zhao. Debris streams in the solar neighbourhood as relicts from the formation of the Milky Way. *Nature*, 402(6757) :53–55, November 1999. doi : 10.1038/46980.
- Allyson A. Sheffield, Steven R. Majewski, Kathryn V. Johnston, Katia Cunha, Verne V. Smith, Andrew M. Cheung, Christina M. Hampton, Trevor J. David, Rachel Wagner-Kaiser, Marshall C. Johnson, Evan Kaplan, Jacob Miller, and Richard J. Patterson. Identifying Contributions to the Stellar Halo from Accreted, Kicked-out, and In Situ Populations. *ApJ*, 761(2) :161, December 2012. doi : 10.1088/0004-637X/761/2/161.
- Debra L. Burris, Catherine A. Pilachowski, Taft E. Armandroff, Christopher Sneden, John J. Cowan, and Henry Roe. Neutron-Capture Elements in the Early Galaxy : Insights from a Large Sample of Metal-poor Giants. *ApJ*, 544(1) :302–319, November 2000. doi : 10.1086/317172.
- T. V. Mishenina and V. V. Kovtyukh. Analysis of neutron capture elements in metal-poor stars. *A&A*, 370 :951–966, May 2001. doi : 10.1051/0004-6361:20010295.

References

- Maude Gull, Anna Frebel, Karina Hinojosa, Ian U. Roederer, Alexander P. Ji, and Kaley Brauer. R-process-rich Stellar Streams in the Milky Way. *ApJ*, 912(1) :52, May 2021. doi : 10.3847/1538-4357/abea1a.
- David S. Aguado, Vasily Belokurov, G. C. Myeong, N. Wyn Evans, Chiaki Kobayashi, Luca Sbordone, Julio Chanamé, Camila Navarrete, and Sergey E. Koposov. Elevated r-process Enrichment in Gaia Sausage and Sequoia. *ApJ*, 908(1) :L8, February 2021. doi : 10.3847/2041-8213/abdbb8.
- Alejandra Recio-Blanco, Emma Fernández-Alvar, Patrick de Laverny, Teresa Antoja, Amina Helmi, and Aurélien Crida. Heavy-elements heritage of the falling sky. *A&A*, 648 : A108, April 2021. doi : 10.1051/0004-6361/202038943.
- William E. Harris. A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way. *AJ*, 112 :1487, October 1996. doi : 10.1086/118116.
- David Yong, Amanda I. Karakas, David L. Lambert, Alessandro Chieffi, and Marco Limongi. Heavy Element Abundances in Giant Stars of the Globular Clusters M4 and M5. *ApJ*, 689(2) :1031–1043, December 2008. doi : 10.1086/592600.
- E. Carretta, A. Bragaglia, R. Gratton, V. D’Orazi, and S. Lucatello. Intrinsic iron spread and a new metallicity scale for globular clusters. *A&A*, 508(2) :695–706, December 2009. doi : 10.1051/0004-6361/20091300310.48550/arXiv.0910.0675.
- Jeffery A. Brown and George Wallerstein. High-Resolution CCD Spectra of Stars in Globular Clusters. VII. Abundances of 16 Elements in 47 Tuc, M4, and M22. *AJ*, 104 :1818, November 1992. doi : 10.1086/116360.
- M. F. Skrutskie, R. M. Cutri, R. Stiening, M. D. Weinberg, S. Schneider, J. M. Carpenter, C. Beichman, R. Capps, T. Chester, J. Elias, J. Huchra, J. Liebert, C. Lonsdale, D. G. Monet, S. Price, P. Seitzer, T. Jarrett, J. D. Kirkpatrick, J. E. Gizis, E. Howard, T. Evans, J. Fowler, L. Fullmer, R. Hurt, R. Light, E. L. Kopan, K. A. Marsh, H. L. McCallon, R. Tam, S. Van Dyk, and S. Wheelock. The Two Micron All Sky Survey (2MASS). *AJ*, 131(2) : 1163–1183, February 2006. doi : 10.1086/498708.
- Jan Rybizki, Gregory M. Green, Hans-Walter Rix, Kareem El-Badry, Markus Demleitner, Eleonora Zari, Andrzej Udalski, Richard L. Smart, and Andrew Gould. A classifier for spurious astrometric solutions in Gaia eDR3. *MNRAS*, 510(2) :2597–2616, February 2022. doi : 10.1093/mnras/stab358810.48550/arXiv.2101.11641.
- C. Abia, P. de Laverny, M. Romero-Gómez, and F. Figueras. Characterisation of Galactic carbon stars and related stars from Gaia EDR3. *A&A*, 664 :A45, August 2022. doi : 10.1051/0004-6361/20224359510.48550/arXiv.2206.00405.
- T. Lebzelter, N. Mowlavi, I. Lecoœur-Taibi, M. Trabucchi, M. Audard, P. García-Lario, P. Gavras, B. Holl, G. Jevardat de Fombelle, K. Nienartowicz, L. Rimoldini, and L. Eyer. Gaia Data Release 3 : The second Gaia catalogue of Long-Period Variable candidates. *arXiv e-prints*, art. arXiv :2206.05745, June 2022. doi : 10.48550/arXiv.2206.05745.
- Maria Messineo. Identification of late-type stars of class I. *arXiv e-prints*, art. arXiv :2301.07415, January 2023. doi : 10.48550/arXiv.2301.07415.
- Jason L. Sanders and Noriyuki Matsunaga. Hunting for C-rich long-period variable stars in the Milky Way’s bar-bulge using unsupervised classification of Gaia BP/RP spectra. *arXiv e-prints*, art. arXiv :2302.10022, February 2023. doi : 10.48550/arXiv.2302.10022.

- I. Soszyński, W. Gieren, and G. Pietrzyński. Mean JHK Magnitudes of Fundamental-Mode Cepheids from Single-Epoch Observations. *PASP*, 117(834) :823–830, August 2005. doi : 10.1086/431434.
- T. Lebzelter, N. Mowlavi, P. Marigo, G. Pastorelli, M. Trabucchi, P. R. Wood, and I. Lecoeur-Taïbi. A new method to identify subclasses among AGB stars using Gaia and 2MASS photometry. *A&A*, 616 :L13, August 2018. doi : 10.1051/0004-6361/201833615.
- H. Baumgardt and M. Hilker. A catalogue of masses, structural parameters, and velocity dispersion profiles of 112 Milky Way globular clusters. *MNRAS*, 478(2) :1520–1557, August 2018. doi : 10.1093/mnras/sty1057.
- Ann Merchant Boesgaard, Jeremy R. King, Ann Marie Cody, Alex Stephens, and Constantine P. Deliyannis. Chemical Composition in the Globular Cluster M71 from Keck HIRES Spectra of Turnoff Stars. *ApJ*, 629(2) :832–848, August 2005. doi : 10.1086/431645.
- Christopher Sneden, Robert P. Kraft, G. E. Langer, Charles F. Prosser, and Matthew D. Shetrone. Oxygen Abundances in Halo Giants. V. Giants in The Fairly Metal-Rich Globular Cluster M71. *AJ*, 107 :1773, May 1994. doi : 10.1086/116985.
- Jeffrey M. Gerber, Eileen D. Friel, and Enrico Vesperini. Identifying Multiple Populations in M71 Using CN. *AJ*, 159(2) :50, February 2020. doi : 10.3847/1538-3881/ab607e10.48550/arXiv.2001.11887.
- T. Masseron, D. A. García-Hernández, Sz. Mészáros, O. Zamora, F. Dell’Agli, C. Allende Prieto, B. Edvardsson, M. Shetrone, B. Plez, J. G. Fernández-Trincado, K. Cunha, H. Jönsson, D. Geisler, T. C. Beers, and R. E. Cohen. Homogeneous analysis of globular clusters from the APOGEE survey with the BACCHUS code. I. The northern clusters. *A&A*, 622 :A191, February 2019. doi : 10.1051/0004-6361/20183455010.48550/arXiv.1812.08817.
- Solange V. Ramírez and Judith G. Cohen. Abundances in Stars from the Red Giant Branch Tip to Near the Main-Sequence Turnoff in M71. III. Abundance Ratios. *AJ*, 123(6) : 3277–3297, June 2002. doi : 10.1086/340354.
- G. C. Myeong, E. Vasiliev, G. Iorio, N. W. Evans, and V. Belokurov. Evidence for two early accretion events that built the Milky Way stellar halo. *MNRAS*, 488(1) :1235–1247, September 2019. doi : 10.1093/mnras/stz1770.
- Henrik Jönsson, Jon A. Holtzman, Carlos Allende Prieto, Katia Cunha, D. A. García-Hernández, Sten Hasselquist, Thomas Masseron, Yeisson Osorio, Matthew Shetrone, Verne Smith, Guy S. Stringfellow, Dmitry Bizyaev, Bengt Edvardsson, Steven R. Majewski, Szabolcs Mészáros, Diogo Souto, Olga Zamora, Rachael L. Beaton, Jo Bovy, John Donor, Marc H. Pinsonneault, Vijith Jacob Poovelil, and Jennifer Sobeck. APOGEE Data and Spectral Analysis from SDSS Data Release 16 : Seven Years of Observations Including First Results from APOGEE-South. *AJ*, 160(3) :120, September 2020. doi : 10.3847/1538-3881/aba592.
- Tadafumi Matsuno, Helmer H. Koppelman, Amina Helmi, Wako Aoki, Miho N. Ishigaki, Takuma Suda, Zhen Yuan, and Kohei Hattori. High-precision chemical abundances of Galactic building blocks. The distinct chemical abundance sequence of Sequoia. *A&A*, 661 :A103, May 2022. doi : 10.1051/0004-6361/202142752.
- S. Cristallo, O. Straniero, L. Piersanti, and D. Gobrecht. Evolution, Nucleosynthesis, and Yields of AGB Stars at Different Metallicities. III. Intermediate-mass Models, Revised

References

- Low-mass Models, and the ph-FRUIITY Interface. *ApJS*, 219(2) :40, August 2015. doi : 10.1088/0067-0049/219/2/40.
- Cherie K. Fishlock, Amanda I. Karakas, Maria Lugaro, and David Yong. Evolution and Nucleosynthesis of Asymptotic Giant Branch Stellar Models of Low Metallicity. *ApJ*, 797(1) :44, December 2014. doi : 10.1088/0004-637X/797/1/44.
- Amanda I. Karakas, Maria Lugaro, Marília Carlos, Borbála Cseh, Devika Kamath, and D. A. García-Hernández. Heavy-element yields and abundances of asymptotic giant branch models with a Small Magellanic Cloud metallicity. *MNRAS*, 477(1) :421–437, June 2018. doi : 10.1093/mnras/sty625.
- Amanda I. Karakas and John C. Lattanzio. The Dawes Review 2 : Nucleosynthesis and Stellar Yields of Low- and Intermediate-Mass Single Stars. *PASA*, 31 :e030, July 2014b. doi : 10.1017/pasa.2014.21.
- C. Abia, M. Busso, R. Gallino, I. Domínguez, O. Straniero, and J. Isern. The ^{85}Kr s-Process Branching and the Mass of Carbon Stars. *ApJ*, 559(2) :1117–1134, October 2001. doi : 10.1086/322383.
- P. de Laverny, A. Recio-Blanco, C. C. Worley, and B. Plez. The AMBRE project : A new synthetic grid of high-resolution FGKM stellar spectra. *A&A*, 544 :A126, August 2012c. doi : 10.1051/0004-6361/201219330.
- P. de Laverny, A. Recio-Blanco, C. C. Worley, M. De Pascale, V. Hill, and A. Bijaoui. The AMBRE Project : Stellar Parameterisation of ESO Archived Spectra. *The Messenger*, 153 :18–21, September 2013.
- G. Guiglion, P. de Laverny, A. Recio-Blanco, C. C. Worley, M. De Pascale, T. Masseron, N. Prantzos, and Š. Mikolaitis. The AMBRE project : Constraining the lithium evolution in the Milky Way. *A&A*, 595 :A18, October 2016. doi : 10.1051/0004-6361/201628919.
- N. Prantzos, P. de Laverny, G. Guiglion, A. Recio-Blanco, and C. C. Worley. The AMBRE project : a study of Li evolution in the Galactic thin and thick discs. *A&A*, 606 :A132, October 2017. doi : 10.1051/0004-6361/201731188.
- Guillaume Guiglion, Patrick de Laverny, Alejandra Recio-Blanco, and C. Clare Worley. The AMBRE Project : r-process element abundances in the Milky Way thin and thick discs. In A. Recio-Blanco, P. de Laverny, A. G. A. Brown, and T. Prusti, editors, *Astrometry and Astrophysics in the Gaia Sky*, volume 330, pages 216–217, April 2018. doi : 10.1017/S1743921317006263.
- J. Perdigon, P. de Laverny, A. Recio-Blanco, E. Fernandez-Alvar, P. Santos-Peral, G. Kordopatis, and M. A. Álvarez. The AMBRE Project : Origin and evolution of sulfur in the Milky Way. *A&A*, 647 :A162, March 2021. doi : 10.1051/0004-6361/202040147.
- S. Van Eck, S. Goriely, A. Jorissen, and B. Plez. Discovery of three lead-rich stars. *Nature*, 412(6849) :793–795, August 2001. doi : 10.1038/35090514.
- S. Van Eck, S. Goriely, A. Jorissen, and B. Plez. More lead stars. *A&A*, 404 :291–299, June 2003. doi : 10.1051/0004-6361:20030447.
- Sara Lucatello, Raffaele Gratton, Judith G. Cohen, Timothy C. Beers, Norbert Christlieb, Eugenio Carretta, and Solange Ramírez. Stellar Archaeology : A Keck Pilot Program on Extremely Metal-Poor Stars From the Hamburg/ESO Survey. III. The Lead (Pb) Star HE 0024-2523. *AJ*, 125(2) :875–893, February 2003. doi : 10.1086/345886.

- T. Sivarani, P. Bonifacio, P. Molaro, R. Cayrel, M. Spite, F. Spite, B. Plez, J. Andersen, B. Barbuy, T. C. Beers, E. Depagne, V. Hill, P. François, B. Nordström, and F. Primas. First stars IV. CS 29497-030 : Evidence for operation of the s-process at very low metallicity. *A&A*, 413 :1073–1085, January 2004. doi : 10.1051/0004-6361:20031590.
- Inese I. Ivans, Christopher Sneden, Roberto Gallino, John J. Cowan, and George W. Preston. Near-Ultraviolet Observations of CS 29497-030 : New Constraints on Neutron-Capture Nucleosynthesis Processes. *ApJ*, 627(2) :L145–L148, July 2005. doi : 10.1086/432465.
- B. Barbuy, M. Spite, V. Hill, F. Primas, B. Plez, R. Cayrel, F. Spite, S. Wanajo, C. Siqueira Mello, J. Andersen, B. Nordström, T. C. Beers, P. Bonifacio, P. François, and P. Molaro. First stars. XV. Third-peak r-process element and actinide abundances in the uranium-rich star CS31082-001. *A&A*, 534 :A60, October 2011. doi : 10.1051/0004-6361/201117450.
- Wako Aoki, Sean G. Ryan, John E. Norris, Timothy C. Beers, Hiroyasu Ando, and Stelios Tsangarides. A Subaru/High Dispersion Spectrograph Study of Lead (Pb) Abundances in Eight s-Process Element-rich, Metal-poor Stars. *ApJ*, 580(2) :1149–1158, December 2002. doi : 10.1086/343885.
- D. M. Allen and B. Barbuy. Analysis of 26 barium stars. II. Contributions of s-, r-, and p-processes in the production of heavy elements. *A&A*, 454(3) :917–931, August 2006. doi : 10.1051/0004-6361:20064968.
- Ian U. Roederer, Karl-Ludwig Kratz, Anna Frebel, Norbert Christlieb, Bernd Pfeiffer, John J. Cowan, and Christopher Sneden. The End of Nucleosynthesis : Production of Lead and Thorium in the Early Galaxy. *ApJ*, 698(2) :1963–1980, June 2009. doi : 10.1088/0004-637X/698/2/1963.
- L. Mashonkina, A. Ryabtsev, and A. Frebel. Non-LTE effects on the lead and thorium abundance determinations for cool stars. *A&A*, 540 :A98, April 2012. doi : 10.1051/0004-6361/201218790.
- Ian U. Roederer, James E. Lawler, Erika M. Holmbeck, Timothy C. Beers, Rana Ezzeddine, Anna Frebel, Terese T. Hansen, Inese I. Ivans, Amanda I. Karakas, Vinicius M. Placco, and Charli M. Sakari. Detection of Pb II in the Ultraviolet Spectra of Three Metal-poor Stars. *ApJ*, 902(1) :L24, October 2020. doi : 10.3847/2041-8213/abbc21.
- Ruth C. Peterson. The Abundance of Lead in Four Metal-poor Stars. *ApJ*, 914(1) :L22, June 2021. doi : 10.3847/2041-8213/ac033e.
- Ian U. Roederer, Amanda I. Karakas, Marco Pignatari, and Falk Herwig. The Diverse Origins of Neutron-capture Elements in the Metal-poor Star HD 94028 : Possible Detection of Products of I-Process Nucleosynthesis. *ApJ*, 821(1) :37, April 2016. doi : 10.3847/0004-637X/821/1/37.
- C. de Jager and L. Neven. The abundance of lead in the Sun. *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 16 :307, October 1962.
- Nicolas Grevesse. Abundances of Heavy Elements in the Sun. *Sol. Phys.*, 6(3) :381–398, March 1969. doi : 10.1007/BF00146472.
- Ø. Hauge and H. Sørli. The Solar Abundance of Thorium and Lead. *Sol. Phys.*, 30(2) :301–308, June 1973. doi : 10.1007/BF00152661.
- C. C. Worley, P. de Laverny, A. Recio-Blanco, V. Hill, A. Bijaoui, and C. Ordenovic. The AMBRE Project : Stellar parameterisation of the ESO :FEROS archived spectra. *A&A*, 542 :A48, June 2012. doi : 10.1051/0004-6361/201218829.

References

- C. C. Worley, P. de Laverny, A. Recio-Blanco, V. Hill, and A. Bijaoui. The AMBRE Project : Stellar parameterisation of the ESO :UVES archived spectra. *A&A*, 591 :A81, June 2016. doi : 10.1051/0004-6361/201526814.
- E. Biémont, H. P. Garnir, P. Palmeri, Z. S. Li, and S. Svanberg. New f-values in neutral lead obtained by time-resolved laser spectroscopy, and astrophysical applications. *MNRAS*, 312(1) :116–122, February 2000. doi : 10.1046/j.1365-8711.2000.03094.x.
- Thurston E. Manning, C. E. Anderson, and W. W. Watson. Isotope Shift in the Spectrum of Neutral Lead. *Physical Review*, 78(4) :417–419, May 1950. doi : 10.1103/PhysRev.78.417.
- R. L. Kurucz. Atomic and Molecular Data for Opacity Calculations. *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 23 :45, March 1992.
- C. Allende Prieto, P. S. Barklem, D. L. Lambert, and K. Cunha. S⁴N : A spectroscopic survey of stars in the solar neighborhood. The Nearest 15 pc. *A&A*, 420 :183–205, June 2004. doi : 10.1051/0004-6361:20035801.
- E. Anders and N. Grevesse. Abundances of the elements : Meteoritic and solar. *Geochim. Cosmochim. Acta*, 53(1) :197–214, January 1989. doi : 10.1016/0016-7037(89)90286-X.
- Gaia Collaboration, A. G. A. Brown, A. Vallenari, T. Prusti, J. H. J. de Bruijne, C. Babusiaux, and M. Biermann. Gaia Early Data Release 3 : Summary of the contents and survey properties. *arXiv e-prints*, art. arXiv :2012.01533, December 2020.
- H. Ernandes, B. Barbuy, B. Castilho, C. J. Evans, and G. Cescutti. Simulated observations of heavy elements with CUBES. *Experimental Astronomy*, 55(1) :149–163, February 2023. doi : 10.1007/s10686-021-09829-2.

DÉTAIL SUR LES RÉACTIONS NUCLÉAIRES

9.1	Principaux résultats présentés dans cette thèse	226
9.1.1	Liste de raies <i>GSP-Spec</i> pour l'analyse des spectres Gaia/RVS	226
9.1.2	Contenu en cérium de la Voie lactée révélé par les abondances Gaia/ <i>GSP-Spec</i>	226
9.1.3	Production d'éléments <i>s</i> dans les étoiles AGB	228
9.1.4	Le Plomb dans la Voie Lactée	229
9.2	Perspectives : production d'éléments lourds dans les intérieurs stellaires et évolution chimique de ces éléments dans la Voie Lactée	230
9.2.1	Abondances de Pb	230
9.2.2	Futurs catalogues Gaia	231
9.2.3	Abondances de nouveaux éléments lourds dans la DR4 Gaia	231
9.2.4	Modèles d'évolution chimique incluant des yields du processus <i>i</i>	232
9.3	Synthèse	233

Cette annexe contient le détails des réactions impliquées dans la combustion du carbone, de l'oxygène. Ces dernières été évoquées dans le Chapitre 2.

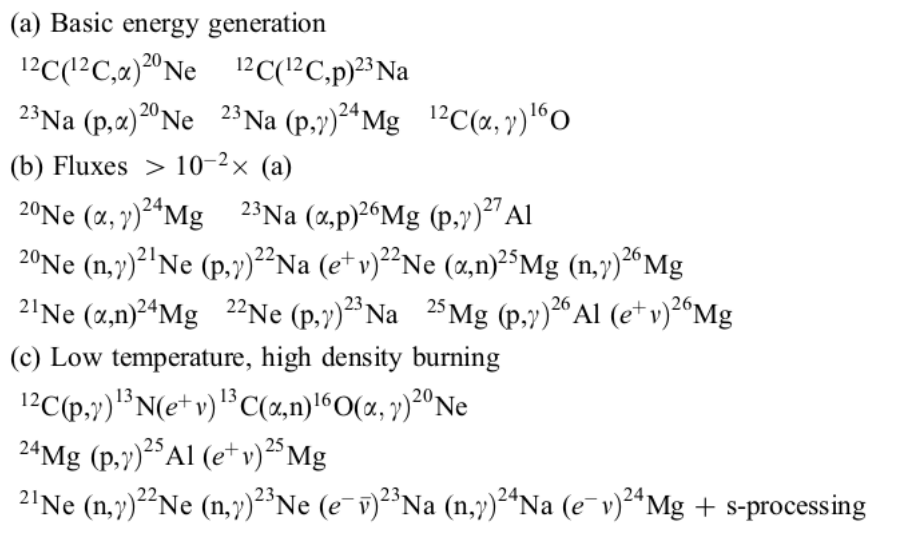
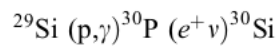
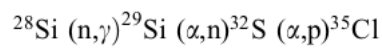
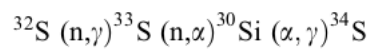
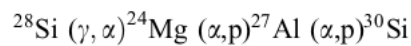
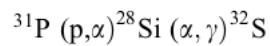
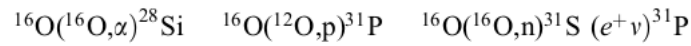
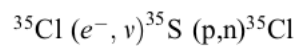
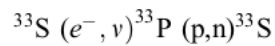


FIGURE A.1: Principales réactions de la combustion du carbone. Source : [Arcones and Thielemann \[2023\]](#)

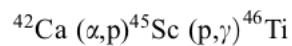
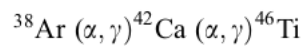
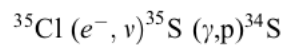
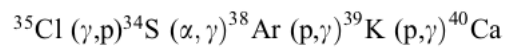
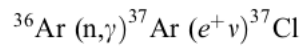
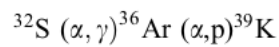
(a) Basic energy generation



Electron captures



(b) High temperature burning



(c) Low temperature, high density burning

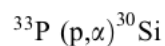
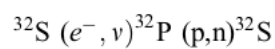


FIGURE A.2: Principales réactions de la combustion de l'oxygène. Source : [Arcones and Thielemann \[2023\]](#)

ANNEXE 

ARTICLES PUBLIÉS/ACCEPTÉS DANS JOURNAUX
AVEC COMITÉ DE LECTURE

GSP-spec line list for the parametrisation of *Gaia*-RVS stellar spectra[★]

G. Contursi[✉], P. de Laverny, A. Recio-Blanco, and P. A. Palicio

Université Côte d'Azur, Observatoire de la Côte d'Azur, CNRS, Laboratoire Lagrange, Bd de l'Observatoire, CS 34229,
06304 Nice Cedex 4, France
e-mail: patrick.de_laverny@oca.eu

Received 29 March 2021 / Accepted 29 June 2021

ABSTRACT

Context. The *Gaia* mission is a magnitude-limited whole-sky survey that collects an impressive quantity of astrometric, spectrophotometric and spectroscopic data. Among all the on-board instruments, the Radial Velocity Spectrometer (RVS) produces millions of spectra up to a magnitude of $G_{\text{RVS}} \sim 16$. For the brightest RVS targets, stellar atmospheric parameters and individual chemical abundances are automatically estimated by the Generalized Stellar Parametriser – spectroscopy group (GSP-Spec). These data will be published with the third *Gaia* Data Release.

Aims. Some major ingredients of the determination of these stellar parameters include the atomic and molecular line lists that are adopted to compute reference synthetic spectra, on which the parametrisation methods rely. We aim to build such a specific line list optimised for the analysis of RVS late-type star spectra.

Methods. Starting from the *Gaia*-ESO line lists, we first compared the observed and synthetic spectra of six well-known reference late-type stars in the wavelength range covered by the RVS instrument. We then improved the quality of the atomic data for the transitions presenting the largest mismatches.

Results. The new line list is found to produce very high-quality synthetic spectra for the tested reference stars and has thus been adopted within GSP-Spec. We note, however, that a couple of atomic line profiles, in particular the calcium infrared triplet lines, still show some deviations compared to the reference spectra, probably because of the adopted line-transfer assumptions (local thermodynamical equilibrium, hydrostatic, and no chromosphere). Future works should focus on such lines and should extend the present work towards OBA and M-type stellar spectra.

Key words. stars: abundances – atomic data – line: identification – surveys – stars: fundamental parameters

1. Introduction

Launched in December 2013, the ESA *Gaia* mission is continuously surveying the sky to collect astrometric, spectrophotometric and spectroscopic data with an unprecedented precision for stars brighter than a given magnitude (down to $G \sim 20.7$ and ~ 16 for astrometry and spectroscopy, respectively). The data are then analysed by the Data Processing and Analysis Consortium (DPAC hereafter), which publishes successive versions of the *Gaia* catalogue (the last release being the early Data Release 3 catalogue; eDR3, [Gaia Collaboration 2021](#)). This eDR3 contains positions, parallaxes, proper motions for about 1.5 billion stars, their magnitude in the G band for around 1.8 billion stars, and radial velocities for 7.2 million stars. The complete DR3 will be published in 2022. In particular, the spectroscopic part will contain a larger catalogue of radial velocities. Stellar atmospheric parameters, chemical abundances of several chemical species, and an analysis of a diffuse interstellar band (DIB) will be also published, thanks to the parametrisation of the Radial Velocity Spectrometer data (RVS hereafter). This RVS instrument is described in detail in [Cropper et al. \(2018\)](#). The collected spectra cover about 25 nm around the calcium triplet infrared lines (~ 850 nm) at a resolution close to 11 500. These spectra are produced within the DPAC/Coordination Unit 6, which also derives the stellar radial velocities ([Sartoretti et al. 2018](#)).

[★] Full Table 4 is only available at the CDS via anonymous ftp to [cdsarc.u-strasbg.fr](ftp://cdsarc.u-strasbg.fr) (130.79.128.5) or via <http://cdsarc.u-strasbg.fr/viz-bin/cat/J/A+A/654/A130>

Then, the spectra of late-type stars are analysed by the Generalized Stellar Parametriser – spectroscopy (GSP-Spec) group (see [Recio-Blanco et al. 2016](#), and in prep.) within the DPAC Coordination Unit 8 in order to estimate the stellar effective temperature T_{eff} , the surface gravity $\log(g)$, the global metallicity $[M/H]$, and the abundance of α -elements versus iron $[\alpha/Fe]$. In addition, individual abundances of several chemical species are also derived. These stellar parameters and chemical abundances are automatically estimated thanks to different algorithms as the MATISSE and GAUGUIN methods ([Recio-Blanco et al. 2006, 2016](#)). Finally, an estimate of the *Gaia* DIB equivalent width is also performed within GSP-spec, following a specific methodology presented in [Zhao et al. \(2021\)](#). These parametrisation tools rely on grids of synthetic spectra that are used to train the algorithms and/or for references. Therefore, the accuracy of the derived stellar parameters depends on the quality of these reference spectra. A special effort was thus made within GSP-Spec to compute late-type star synthetic spectra as realistic as possible. In particular, producing high-quality synthetic spectra requires a collection of complete and high-quality atomic and molecular line data such as, for instance, line positions, oscillator strengths, excitation energies, and broadening parameters.

Important databases such as the Vienna Atomic Line Database (VALD hereafter, [Piskunov et al. 1995, Ryabchikova et al. 2015](#)) or the National Institute of Standards and Technology Atomic Spectra Database (NIST, hereafter) provide a huge amount of line data to synthesise stellar spectra. However, among the millions of lines that should be considered,

only a small portion have precisely determined parameters. For instance, several lines observed in the solar spectrum still remain unidentified and/or are poorly synthesised. Over the years, many efforts have been made to improve the quality of such line lists by reducing the uncertainty of the transition probability (e.g. Fuhr & Wiese 2006), or the broadening parameters (e.g. Barklem et al. 2000). In this context and in order to improve the match between observed and synthetic spectra, several groups have already assembled high-quality line data to build specific line lists devoted to late-type star studies. In particular, in the wavelength range of the Ca II triplet covered by the RVS instrument, an impressive work has already been completed within the context of the *Gaia* ESO Survey (GES, Heiter et al. 2021) to build complete and high-quality atomic and molecular line lists. Nevertheless, the high quality and the huge quantity of RVS spectra require a specific study to check and improve (if necessary) the quality of the available line lists to infer good stellar parameters and/or chemical abundances.

The goal of the present article is to (i) quantify the quality of the available line data for modelling late-type star spectra in the RVS spectral domain, and then (ii) present an improved version of it. We first describe the adopted methodology to compare observed and simulated spectra for well-defined reference stars in Sect. 2. In Sect. 3, we quantify the quality of the GES line list and discuss the spectral transitions that should be improved. In Sect. 4, we outline how we improved the quality of the reference star synthetic spectra leading to the line list that has been adopted within GSP-Spec for the stellar parametrisation. Finally, we conclude our work in Sect. 5.

2. Selection of the reference stars: observed and computed spectra

In order to quantify the quality of a line list for the analysis of the *Gaia*-RVS spectra, we compare the spectra of six well-known reference stars against synthetic models both at high ($R \sim 100\,000$) and RVS spectral resolution ($R \sim 11\,500$). The details of the observed and synthetic spectra are explained in the following sub-sections.

2.1. Reference stars and adopted atmospheric data

Most of the RVS observed stars with accurate radial velocity estimates are of FGK spectral types. We therefore selected reference stars belonging to these types in order to check the line list quality. These references must have very well-known atmospheric parameters and individual chemical abundances together with available high-resolution ($R \gg 100\,000$) and high signal-to-noise ratio ($S/N \gg 100$) observed spectra covering the RVS spectral domain. We first looked for such stars in the *Gaia* benchmarks sample of Jofré et al. (2018) and finally selected six reference stars: μ Leo and Arcturus (two cool giant stars), 61 Cyg A, ϵ Eri, the Sun (three cool dwarfs), and Procyon (hot dwarf) since they fulfil the above criteria. Their parameters are summarised hereafter.

For the Sun, we chose the observed spectrum of Wallace et al. (2011). This spectrum was collected at the McMath-Pierce telescope with the Fourier Transform Spectrometer (see Brault & Mueller 1975; Brault 1978). It was collected over the integrated solar disc with a S/N exceeding several hundreds over the whole optical domain (from 295.8 to 925.0 nm). Its spectral resolution is about 676 000 in our wavelength range.

The observed spectrum from Arcturus was taken from Hinkle et al. (2000). This spectrum covers a wide wavelength range from 372.7 to 930.0 nm with a resolution of 150 000 and a S/N around 1000. It was collected with the Coude Feed telescope on Kitt Peak using the spectrograph in the Echelle mode.

Procyon, 61 Cyg A, ϵ Eri, and μ Leo spectra were taken from the PEPsi¹ database. PEPsi (Strassmeier et al. 2015, 2018) is a high-resolution (up to $R \sim 270\,000$) echelle spectrograph for the 2×8.4 m Large Binocular Telescope. It covers the optical/red domain from 383.0 to 907.0 nm and the collected spectra have typical S/Ns of several hundreds.

These selected reference stars have well-known atmospheric parameters (T_{eff} , $\log(g)$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\alpha/\text{Fe}]$) and good data for their chemical individual abundances, microturbulent (V_{micro}), macro-turbulent (V_{macro}), and rotational ($V_{\text{sin } i}$) velocities. The adopted values of these parameters together with their associated reference are reported in Table 1. They have been collected as follows:

The atmospheric parameters were adopted from Jofré et al. (2018). We remind the reader that in a series of articles these authors (including several groups and different techniques) determined the atmospheric parameters and individual abundances of the *Gaia* benchmark stars for ten chemical species from high-resolution and S/N spectra. The chemical analysis was performed by adopting independent methods and the effective temperature and surface gravity from Heiter et al. (2015) and metallicity from Jofré et al. (2014).

The broadening parameters (V_{micro} , V_{macro} and $V_{\text{sin } i}$) were taken from different literature sources as indicated in the notes of Table 1. For the two selected cool giants (Arcturus and μ Leo), we adopted the parameters of Hekker & Meléndez (2007). We considered those of Valenti & Fischer (2005) and Bruntt et al. (2010) for the Sun and Procyon, respectively. Finally, for 61 Cyg A and ϵ Eri, we adopted the $V_{\text{sin } i}$ estimated by Benz & Mayor (1984) and Valenti & Fischer (2005), respectively; the V_{micro} of Jofré et al. (2015); and the estimated V_{macro} from Eq. (1) of Valenti & Fischer (2005) using our adopted T_{eff} .

To compute accurate synthetic spectra, we also need good individual chemical abundances and, in particular those of α -elements and iron-peak elements, which are the main contributors to the spectral lines in our wavelength range. Most chemical abundances (except a few exceptions for some stars, see below) are from Jofré et al. (2018), taking into account that their solar iron abundance is equal to -0.03 dex. We defined the $[\alpha/\text{Fe}]$ ratio as the mean of the Mg, Si, Ca and Ti abundances given in this compilation. We also adopted their $[\text{Fe}/\text{H}]$ values to derive the $[\text{X}/\text{Fe}]$ abundances since $[\text{X}/\text{H}]$ is provided. Among the data given in Table 1, we explicitly report the $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ abundances used in the spectra calculation because of the presence of the important Ca II IR triplet lines found in the RVS domain. If not available in the above-cited article, we considered individual abundances scaled to the adopted $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$ values.

Ideally, we also need individual abundances of carbon and nitrogen since CN is the most representative molecule in the RVS domain for the parameters of our reference stars (see Fig. 3 of de Laverny et al. 2012). Similarly, oxygen and titanium abundances are required since we notice a small contribution of TiO, especially for cool dwarf stars. Finally, FeH molecular lines may also marginally contribute to cool-star spectra. We remind the reader that Ti and Fe abundances are reported by Jofré et al. (2018).

For Arcturus, we adopted C, N, and O abundances from Ramírez & Allende Prieto (2011). These abundances were

¹ <https://pepsi.aip.de/>

Table 1. Atmospheric parameters and chemical abundances for our reference stars.

Star	Cool giants		Cool dwarfs			Hot dwarf
	Arcturus	μ Leo	61 Cyg A	ϵ Eri	Sun	Procyon
T_{eff} (K)	4286	4474	4374	5076	5771	6554
$\log(g)$ (g in cm s^{-2})	1.60	2.51	4.63	4.61	4.44	4.00
[Fe/H] (dex)	-0.55	0.22	-0.36	-0.12	0.00	-0.04
[α /Fe] (dex)	0.22	0.12	0.02	-0.01	0.00	-0.07
V_{micro} (km s^{-1})	1.95 ^(a)	1.95 ^(a)	1.07 ^(b)	1.14 ^(b)	0.87 ^(c)	1.69 ^(d)
V_{macro} (km s^{-1})	4.30 ^(a)	2.58 ^(a)	1.83 ^(c)	2.91 ^(c)	3.57 ^(c)	4.60 ^(d)
$V_{\text{sin } i}$ (km s^{-1})	3.80 ^(a)	5.06 ^(a)	0.70 ^(e)	2.40 ^(c)	1.60 ^(c)	2.80 ^(d)
[C/Fe] (dex)	0.43 ^(f)	-0.18 ^(g)	0.60 ^(h)	-0.06 ^(h)	0.00	-0.05 ^(h)
[N/Fe] (dex)	0.00	0.37 ^(g)	0.00	0.00	0.00	0.00
[O/Fe] (dex)	0.50 ^(f)	-0.13 ^(g)	0.47 ^(h)	-0.17 ^(h)	0.00	0.14 ^(h)
[Ca/Fe] (dex)	0.12	0.03	-0.03	0.04	0.00	0.03
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	6.30 ⁽ⁱ⁾	20.0 ⁽ⁱ⁾	89.9	89.9	89.9	89.9

References. The data come from Jofré et al. (2018) or are assumed solar-scaled abundances except the following: ^(a)Hekker & Meléndez (2007), ^(b)Jofré et al. (2015), ^(c)Valenti & Fischer (2005), ^(d)Bruntt et al. (2010), ^(e)Benz & Mayor (1984), ^(f)Ramírez & Allende Prieto (2011), ^(g)Gratton & Sneden (1990), ^(h)Luck (2017), and ⁽ⁱ⁾Smith et al. (2013).

derived using atmospheric parameters that are in complete agreement with those adopted in the present work. We note that our adopted C abundance for Arcturus was derived from high-excitation C I lines and differs by around 0.4 dex from other estimations based on molecular lines (Smith et al. 2013). However, we did verify that our adopted carbon abundance leads to a better fit of Arcturus in the RVS spectral range.

For μ Leo, we adopted the C, N, and O abundances from Gratton & Sneden (1990). The atmospheric parameters adopted by these authors are again completely consistent with those of Table 1 (T_{eff} differs by only 76 K and [Fe/H] by 0.09 dex), and these abundances can therefore be safely adopted. We note that the C abundance of these stars was estimated from molecular features.

For the three reference dwarf stars, 61 Cyg A, ϵ Eri, and Procyon, we adopted carbon and oxygen abundances from Luck (2017), although their adopted atmospheric parameters slightly differ between this study and the present work. Indeed, the effective temperatures reported by Luck (2017) are 107, 47, and 100 K higher, respectively, whereas differences in surface gravity are always lower than 0.05 dex and are thus completely compatible with ours. As discussed below in Sects. 3.2 and 3.3, we point out that for 61 Cyg A and ϵ Eri a slightly lower carbon abundance (by about -0.2 dex) leads to a better agreement between the observed and simulated spectra. Such a proposed lower carbon abundance could result from the different adopted T_{eff} in Luck (2017) and in the present work. Since no nitrogen abundances were found for these stars, we assumed that [N/H] is scaled to [M/H].

Finally, when computing the synthetic spectra, we adopted the solar isotopic $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ratio for the dwarfs, whereas we used the ratio derived by Smith et al. (2013) for the two cool giant reference stars.

2.2. Computation of the reference stars synthetic spectra

In order to build the line list adopted for the spectral analysis conducted within GSP-Spec, we adopted in the present work exactly the same tools for computing the synthetic spectra. For that purpose, we used version 19.1.2 of the TURBOSPECTRUM² code

² More recent versions, as the 19.1.3 that considered Stark line broadening were not available when this work was performed.

(Plez 2012) that computes the continuous opacity and solves the radiative transfer equation in the lines for a given model atmosphere, an assumed chemical composition and lists of atomic and molecular transitions. Line transitions are supposed to be formed under local thermodynamic equilibrium (LTE) and hydrostatic equilibrium is also assumed in the stellar atmosphere.

We adopted 1D MARCS (Gustafsson et al. 2008) model atmospheres³. These models are fully compatible with TURBOSPECTRUM and are computed with two types of geometry: plane-parallel or spherical, depending on the stellar surface gravity. Following Heiter & Eriksson (2006), we chose spherical models for $\log(g) \leq 3.5$ (giant stars, g in cm s^{-2}) and plane-parallel geometry when $\log(g) > 3.5$ (dwarf stars). For each reference star of Sect. 2.1, we used the tool available on the MARCS website in order to interpolate a specific model atmosphere at the atmospheric parameters of Table 1.

On the other hand, the chemical abundances of each star reported in Table 1 were considered in TURBOSPECTRUM. For the Sun and as adopted in the MARCS models, we used Grevesse et al. (2007) chemical abundances and isotopic compositions. The code also takes into account the microturbulence parameter (V_{micro}), whereas macroturbulent (V_{macro}) and rotational velocities ($V_{\text{sin } i}$) were considered afterwards by convolving the computed spectra with the required broadening profiles. We note that we used a radial-tangent profile for the macroturbulence. References for these velocity parameters are also given in Table 1.

The last (and for our purpose most important) ingredients required to compute synthetic spectra are the atomic and molecular line lists. As a first try, we started this study by adopting the line lists provided by the line list group of the *Gaia* ESO Survey Heiter et al. (2021). For the atomic lines, they started with line data extracted from the VALD database⁴ and then optimised the selected data for the analysis of FGK-type spectra by generally favouring experimental atomic data. This line list takes into account hyperfine structures (hfs), isotopic splitting, and up-to-date broadening due to collisions with neutral hydrogen atoms. For the molecular transitions, we considered the line lists from the following species (mostly from GES): ^{12}CH

³ <https://marcs.astro.uu.se/>

⁴ <http://vald.astro.uu.se>

Table 2. Quality-fit parameters (QFP) computed from the comparison between the synthetic and observed spectra at $R=11\,500$ ($800\ wlp$) for the GES line list, the complete GSP-Spec line list (GL), or rejecting the core of the calcium triplet lines (GL_{noCaT}).

Star	Cool giants			Cool dwarfs		Hot dwarf
	Arcturus GES/GES _{noCaT}	μ Leo GES/GES _{noCaT}	61 Cyg A GES/GES _{noCaT}	ϵ Eri GES/GES _{noCaT}	Sun GES/GES _{noCaT}	Procyon GES/GES _{noCaT}
χ^2	0.23/0.04	0.31/0.19	0.08/0.05	0.21/0.05	0.07/0.03	0.17/0.04
N_5	17/0	18/7	0/0	11/0	4/0	6/0
N_3	42/0	59/46	1/0	10/3	7/1	43/4
N_1	210/123	390/286	306/196	273/146	96/50	176/84

Notes. See associated text in Sect. 3 for a definition of the QFP χ^2 , N_1 , N_3 , and N_5 .

and ^{13}CH (Masseron et al. 2014), $^{12}\text{C}^{12}\text{C}$ (Brooke et al. 2013), $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ (Brooke et al. 2014), $^{12}\text{C}^{15}\text{N}$ and $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ (Snedden et al. 2014), CaH and ZrO (including the isotopologues $^{90-92,94,96}\text{Zr}$, B. Plez, priv. comm.), OH (T. Masseron, priv. comm.), SiH (Kurucz 2010), and FeH (Dulick et al. 2003). We point out that, contrarily to GES, we adopted the most recent, complete, and accurate available line lists for VO (McKemmish et al. 2016) and TiO (McKemmish et al. 2019, including its isotopologues $^{46-50}\text{TiO}$). For this TiO line list, these authors indeed pointed out its better quality with respect to previous ones for simulating cool star spectra. The better quality of these TiO line data was recently confirmed by Pavlenko et al. (2020) for cool stars in which these lines become dominant. Of particular interest for RVS spectra, they found substantial improvement in the 840–850 nm region. Good improvements are also found in 850–880 nm, but they noticed that new laboratory measurements with smaller uncertainties in this region of the E-X 0-0 band could help to further improve the present line list quality. Since no lines from $^{12}\text{C}^{13}\text{C}$, $^{13}\text{C}^{13}\text{C}$, NH, and $^{24-25-26}\text{MgH}$ were found in the RVS domain, these species were thus discarded. In total, our line list is composed of millions of molecular lines and a couple of thousand atomic lines. We point out that most of the adopted data are mainly composed by empirically or theoretical (and therefore not measured) atomic/molecular data and the quality of some of them could therefore still be checked. We hereafter refer to this line list as the ‘GES’ one since most data come from Heiter et al. (2021).

Finally, we computed the reference stars’ synthetic spectra with an initial wavelength step of 0.001 nm between 846.0 nm and 870.0 nm in order to cover the RVS spectral range. This led to synthetic spectra with 24 000 wavelength points (wlp , hereafter). We then convolved them to produce high-resolution ($R=100\,000$) and RVS-like resolution ($R=11\,500$) spectra, assuming a Gaussian profile to mimic the instrumental effect. The RVS-like spectra have then been re-binned with 800 wlp to satisfy the Nyquist-Shannon sampling criterion.

3. Comparison between the observed and computed spectra for the GES line list

We now compare the observed and simulated spectra at high and low spectral resolutions ($R=100\,000$ and $11\,500$) over the spectral domain [846.0–870.0 nm] with 24 000 and 800 wlp , respectively. Choosing these two resolutions allowed us to (i) quantify the consistency between the computed and observed spectra for RVS-like data, (ii) more easily detect the problematic lines since, thanks to the high resolution, blends are more easily identified, and (iii) improve the line list quality by calibrating identified problematic lines if necessary (see next section).

In order to quantify the possible mismatches between observed and computed spectra, they were compared in the vacuum with *Gaia* spectra for consistency. We point out that the line list presented above contains air wavelengths and, thus, the spectra are computed in the air. The air-to-vacuum conversion of the fluxes was then done afterwards thanks to the relation given in Birch & Downs (1994). To quantify the differences, we introduced the following quality fit parameters (QFP):

First, the flux difference is quantified by $\chi^2 = \sum_{i=0}^{N_{wlp}} (M[i] - O[i])^2$, with M and O being the synthetic and observed spectra, respectively. N_{wlp} , the number of wlp , is equal to 24 000 or 800, depending on the spectral resolution.

Then N_1 , N_3 , N_5 are the number of wlp for which a difference between the synthetic and observed normalised fluxes are between 1 and 3%, between 3 and 5%, and higher than 5%, respectively.

Tables 2 and 3 present these QFP for the six selected reference stars computed at $R=11\,500$ and $100\,000$, respectively. In both tables and for each star, the first column refers to the QFP for the synthetic spectra computed with the GES line list presented above in Sect. 2.2. In order to more easily identify possible mismatches between observed and computed spectra, we calculated these QFP with and without considering the calcium triplet lines (GES_{noCaT} in the second columns of both tables) since accurately simulating their core could be problematic because of NLTE and/or chromospheric effects. For this GES_{noCaT} case, we excluded a window of ~ 2 nm width centred at the core of the three Ca II lines. The discarded wavelength ranges are (in vacuum and nm): [849.43–851.03], [853.73–855.73], and [865.74–867.74].

In the present section, we mostly focus on the results presented in Table 2 for the *Gaia*-RVS spectral resolution but the same tendency is also seen at higher resolution (Table 3). First, we discuss the impact of the metallicity on the fit quality for the two reference cool giant stars in Sect. 3.1. Then, we inspect the importance of the temperature on the QFP by examining the dwarf spectra in Sect. 3.2. Finally, we examine the effect of the surface gravity on the fit quality by comparing spectra of dwarfs and giants with close T_{eff} (Sect. 3.3).

3.1. Cool giant stars

First of all, we notice that among the two cool giants, Arcturus exhibits the best fit both at high and low spectral resolution. For example, the χ^2 and the number of wlp with a difference between 3 and 5% (N_3) vary by more than a factor of two at high resolution between these two giant stars. The reason is that, although their rather similar T_{eff} and $\log(g)$, Arcturus’ spectrum exhibits far fewer lines than μ Leo because it is more metal poor (μ Leo

Table 3. Same as Table 2, but for $R = 100\,000$ (24 000 *wlp*).

Star	Cool giants			Cool dwarfs		Hot dwarf
	Arcturus GES/GES _{noCaT}	μ Leo GES/GES _{noCaT}	61 Cyg A GES/GES _{noCaT}	ϵ Eri GES/GES _{noCaT}	Sun GES/GES _{noCaT}	Procyon GES/GES _{noCaT}
χ^2	10.94/3.45	25.94/18.86	4.71/3.09	10.67/3.23	4.34/2.00	7.92/2.43
N_5	812/220	2711/2022	99/63	446/186	311/115	471/182
N_3	1811/809	3581/2724	594/405	723/413	511/435	1585/305
N_1	5816/3170	9079/6694	9392/6385	8972/5367	3854/1960	5399/2946

being ~ 0.75 dex more metal rich, see Table 1). It is therefore much easier to produce a more realistic spectrum and, hence, better QFP for Arcturus.

Moreover, for both stars (but this is also true for any other reference star), the large difference between N_1 and N_3 (or N_5) is mostly dominated by molecular transitions that are predominantly fainter. We point out that in these cool giant stars, the CN molecule is the dominant species (TiO lines beginning to be visible only for $T_{\text{eff}} \lesssim 4100$ K). We also checked that, for any cool stars, atomic lines mostly contribute to the major mismatches (N_3 and N_5). Therefore, the huge number of molecular transitions that appear in the metal-rich spectrum of μ Leo explains its much larger N_1 with respect to other reference stars at low resolution.

Furthermore, by looking for each star at the column GES_{noCaT} of Table 2, it is remarkable that the calcium triplet lines considerably impact the fit quality. For instance, if we do not consider this triplet for Arcturus, the largest mismatches in flux (N_5 and N_3) completely disappear at the RVS resolution, although smaller differences (N_1) are still present but they are less numerous. However, there are still some large discrepancies at higher resolution for Arcturus, mainly caused by atomic lines that require some improvements (see Sect. 4). Similar conclusions are obtained for the μ Leo spectrum when removing these calcium lines.

3.2. Dwarf stars

First, when comparing the three coolest dwarf stars (61 Cyg A, ϵ Eri, and the Sun), we notice that there is a very good agreement between observed and synthetic spectra at the RVS resolution both in terms of N_5 and N_3 , particularly if one disregards the calcium triplet lines. However, smaller flux differences (N_1) are still numerous and are again dominated mostly by molecular lines.

Then, since the surface gravities are similar and the metallicities almost do not differ among these dwarfs, the main parameter that affects their fit quality is the effective temperature that varies by about 1400 K. In particular, T_{eff} plays a crucial role since it governs the presence or absence of both atomic and (most importantly for N_1) molecular lines. Regarding these molecular transitions, Fig. 1 (top panel) shows the difference between a spectrum calculated with only CN and TiO lines (including all their respective isotopes) at the low effective temperatures for which molecular lines are important in the stellar spectra (although still present but very weak at ~ 5750 K). We remind the reader that these two molecules are the most important ones for the selected reference stars and spectral domain. These dwarf spectra differences were calculated assuming $[\text{Fe}/\text{H}] = [\alpha/\text{Fe}] = 0.0$ dex, $\log(g) = 4.5$, and $V_{\text{micro}} = 1.0 \text{ km s}^{-1}$ at the RVS resolution. No broadening due to V_{macro} and $V_{\text{sin } i}$ were considered. When the difference between the

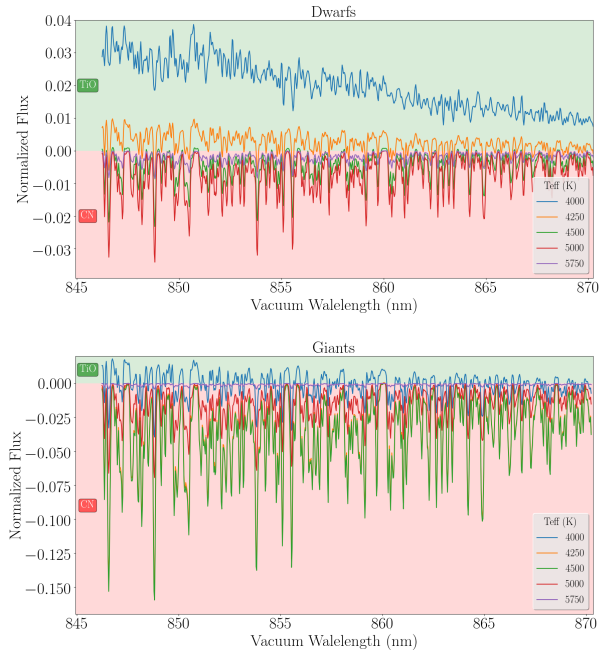


Fig. 1. Differences between synthetic spectra (normalised flux) computed with only CN and TiO lines for five values of the effective temperature. The spectra were computed adopting $[\text{Fe}/\text{H}] = [\alpha/\text{Fe}] = 0.0$ dex with $R = 11\,500$ and 800 *wlp* for typical dwarf ($\log(g) = 4.5$, $V_{\text{micro}} = 1.0 \text{ km s}^{-1}$) and giant stars ($\log(g) = 1.5$, $V_{\text{micro}} = 2.0 \text{ km s}^{-1}$), *top* and *bottom* panels, respectively. Green and red background colours refer to dominant contributions of TiO and CN, respectively.

CN and TiO contributions to the spectra is positive (negative), this means that the TiO lines contribute more (less) than CN ones (green and red backgrounds, respectively). First, we point out that for $T_{\text{eff}} \lesssim 4000$ K and $T_{\text{eff}} \gtrsim 4300$ K, these two molecules almost do not coexist in dwarf spectra: TiO being present/absent (and CN absent/present) for these two temperature regimes, respectively. Moreover, it is noticeable that below ~ 4000 K, TiO is by far the dominant absorbing species. On the contrary, for larger T_{eff} , the contribution of CN becomes dominant and reaches a maximum around ~ 5000 K, corresponding to the effective temperature of ϵ Eri. This is the main reason why this star has the worst fit with respect to the two other cool dwarfs: far more molecular (CN) lines are present in its spectrum. All of this can be explained by (i) the smaller dissociation energy of TiO with respect to CN, favouring the formation of CN at effective temperature hotter than ~ 4300 K; and (ii) at lower temperatures, the formation of TiO is favoured since most carbon atoms are blocked onto CO molecules and, with oxygen being more abundant than carbon, almost no CN molecules can be formed. Finally, for even larger

T_{eff} (becoming closer to the solar value), the contribution of the CN molecule decreases and becomes negligible since the stellar atmosphere becomes too hot to favour molecular formation. Nevertheless, one also notices that, for ϵ Eri, a better fit of the CN lines (and an improvement of all its QFP) would be obtained by adopting a slightly lower carbon abundance (about -0.2 dex). Decreasing the nitrogen abundance does not improve the global fit as well. Such a proposed lower carbon abundance would result from the slightly hotter T_{eff} (with respect to us) adopted in Luck (2017) when deriving their C abundance in 61 Cyg A.

However, one can also see in both tables that N_5 and N_3 are better for 61 Cyg A than for the hotter Sun. This is interpreted by (i) the larger metallicity of the Sun leading to the formation of more lines in its spectrum although its larger T_{eff} , and (ii) the better fit of the calcium IR triplet lines (including the wings) in 61 Cyg A. By looking at the GES_{noCaT} column of Tables 2 and 3, it is noticeable that, without the calcium triplet lines, all the QFP (except N_3 and N_5 at high resolution) become smaller for the Sun than for 61 Cyg A. One can also see that the atomic lines in the solar spectrum are rather well synthesised (very good N_5 and N_3 at 11 500). This probably results from the fact that atomic line data are predominantly checked and/or optimised for this very well-studied reference star.

Finally, it is well known that the effective temperature also acts on the number of atomic lines in stellar spectra: a hot spectrum exhibits fewer atomic lines than a cooler one at constant metallicity. It is therefore logical that a good fit of hot star spectra should be easier to achieve with respect to cooler ones because of the difficulty to obtain accurate atomic and molecular line data. This is confirmed by the QFP reported in Tables 2 and 3, where it is noticeable that Procyon shows a better fit than ϵ Eri (neglecting the calcium triplet lines). If one neglects these three calcium lines, the fit of Procyon becomes as good as the one of 61 Cyg A and the Sun. It is, however, slightly worse than in the Sun since some atomic lines predominantly formed in the hottest stellar atmosphere (particularly seen at high resolution in N_3 and N_5) still need to be improved.

3.3. Comparing dwarfs and giants of similar effective temperatures

We now examine the effects of the stellar surface gravities on the fit quality by comparing the QFP for 61 Cyg A and Arcturus, which differ by about 3 dex in $\log(g)$ but have almost similar T_{eff} and $[\text{Fe}/\text{H}]$. Looking at the first column for both stars in Tables 2 and 3, we first notice that the largest mismatches expressed through N_3 and N_5 are much larger in Arcturus than in 61 Cyg A. Comparing for these two stars the second column of these tables, we can see that these large differences are mainly caused by the rather bad fit of the calcium triplet lines. Hence, removing them for the estimation of the QFP produces at low resolution (especially for these two stars) a fit of very good quality, except for the smallest flux differences (N_1). These smallest mismatches are more numerous for 61 Cyg A than for Arcturus. By comparing the top (dwarfs) and bottom (giants) panels of Fig. 1, one can see that, at the studied T_{eff} (~ 4300 K), the contribution of CN is much stronger in giants than in dwarfs (TiO being almost unformed in both stars). We note that, in the bottom panel, we adopted $\log(g) = 1.5$ and $V_{\text{macro}} = 2.0 \text{ km s}^{-1}$ (the other parameters being similar to those adopted for dwarfs in the top panel). However, although fainter in 61 Cyg A, we checked that its CN lines are not as well fitted as in Arcturus

and produce its higher N_1 . This could again be solved by adopting a lower carbon abundance by about ~ 0.2 dex in 61 Cyg A, as we already proposed for ϵ Eri. Again, this proposed smaller $[\text{C}/\text{Fe}]$ could result from the hotter T_{eff} adopted by Luck (2017). Slightly decreasing the carbon abundance in this star leads to a much better fit and a two-times-lower N_1 (thus becoming smaller than in Arcturus). Finally, we note that, apart from the calcium triplet lines, the majority of the largest mismatches between the observed and simulated spectra (especially at high resolution) for these two cool stars are caused by atomic lines whose fit could be improved.

4. The GSP-Spec line list

Although the global agreement between the observed and simulated spectra appears already rather good, there are still some important local disagreements revealed by poorly synthesised spectral lines. Apart from the calcium triplet lines, most of the largest spectra differences (N_3 and N_5) for the reference stars are caused by atomic transitions. To improve this situation, we therefore decided to build a new atomic line list, starting from the one presented in Sect. 2.2. We remind the reader that we only focus on the atomic transitions since they play a crucial role in the atmospheric parameter and abundance derivations performed within GSP-Spec. This new line list was created by (i) identifying the atomic transitions (and associated possible blends) causing the largest mismatches between the observed and simulated high-resolution spectra, and then (ii) calibrating the atomic data of these identified lines. This new list is called the GSP-Spec line list hereafter (GL).

4.1. Astrophysical calibration of some atomic lines

We started by identifying the atomic transitions leading to the highest mismatches at both high and low resolution thanks to the N_3 and N_5 QFP. Among the detected lines with uncertainties in the line positions, we only had to slightly correct the wavelength of the multiplet 6 of S I. We adopted 869.5524, 869.6319, and 869.7014 nm in vacuum (869.3137, 869.3931, and 869.4626 nm in air), in perfect agreement with Wiese et al. (1969).

Then, for all the other identified lines, it appeared necessary to only correct their oscillator strength (gf) without changing any other of their line data such as their broadening parameters. These gf were first ‘astrophysically’ calibrated to improve the fit quality (visual inspection of the fit and check of the QFP) and match the solar spectrum as well as possible. We checked that this calibration also improved the Arcturus and Procyon fits, these being the best known stars among cool giants and hot dwarfs. For this calibration, we always assumed the chemical abundances reported in Table 1. Finally, as is shown Sect. 4.2, these modified oscillator strengths improve the fit quality of all of our other reference stars.

In total, we calibrated about 170 atomic oscillator strengths belonging to about ten different atomic species (whatever their isotope and ionisation state) among the ~ 70 chemical elements present in the line list. All these calibrated transitions are listed in Table 4. The distribution of the differences between the initial and calibrated oscillator strengths is shown in Fig. 2 (excluding the potential Fe II line discussed hereafter because of its unknown real nature). The mean change in $\log(gf)$ is 0.30 dex and 50, 80, 95% of the lines were corrected by less than 0.15, 0.50, and 1.10 dex, respectively. Moreover, no systematic changes for a given species are noticed. These corrections lead to changes

Table 4. Calibrated atomic lines.

Element	λ_{air} (nm)	λ_{vac} (nm)	E (eV)	$\log(gf)_{\text{GES}}$	$\log(gf)_{\text{RVS}}$
Na I	864.8931	865.2307	3.191	-1.997	-2.040
Mg I	860.9727	861.2092	6.118	-2.810	-2.300
Si I	846.1482	846.3807	5.964	-2.757	-2.400
Si I	849.2077	849.4410	5.863	-2.742	-2.100
Si I	850.1544	850.3880	5.871	-0.817	-1.260
.

Notes. Column 1 indicates the element and its ionisation state; Cols. 2 and 3: air and vacuum wavelengths; Col. 4: lower excitation potential which comes from GES line list; Col. 5: $\log(gf)$ from the GES line list, whereas Col. 6 provides our calibrated value. The * close to the air wavelengths indicate that they were slightly modified compared to those given in GES. The spectral lines are ordered by increasing atomic number and increasing wavelength for each atomic species. The full table is available in electronic form at CDS.

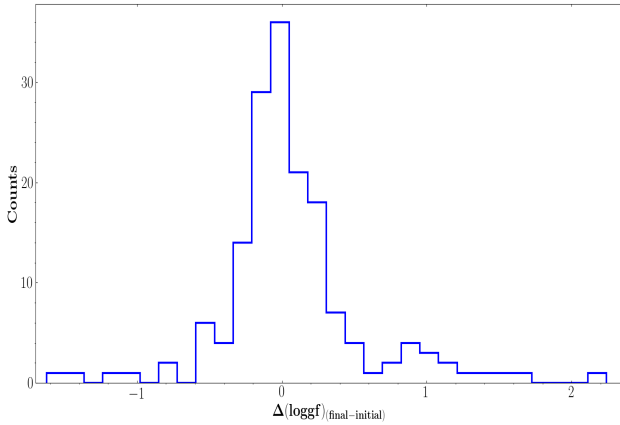


Fig. 2. Distribution of the differences between the initial and adopted oscillator strengths for the astrophysically calibrated lines of the GSP-Spec line list.

of up to a few percent in the flux of some lines at the RVS resolution. Regarding the three huge calcium triplet lines that were causing the largest differences between observed and synthetic spectra, we slightly decreased their oscillator strengths by 0.024/0.037/0.027 dex, favouring the fit quality of the calcium wings since they contribute to several blends. This led to a well-improved wing fit, although it was not perfect in all the reference stars since different behaviours in the line profiles are seen among these stars. We note, however, that it was impossible to simultaneously well fit both the core and the wings of these calcium lines with the adopted physical assumptions since these cores are probably subject to NLTE and/or chromospheric effects. Perfectly fitting both the cores and the wings of these CaT lines would indeed require a more realistic treatment of the radiative transfer in these stellar atmospheres, which is beyond the scope of the present work.

Finally, we remarked a line present in the observed spectrum of Procyon and also visible although fainter in the solar spectrum (with a normalised flux of 0.95 and 0.97%, at the RVS resolution, respectively). By looking at spectra of stars hotter than Procyon, we verified that this line becomes stronger for hotter T_{eff} , suggesting that it belongs to an ionised element and/or has a high excitation energy. This line is found in vacuum around 858.794 nm (\sim 858.558 nm in air) and is absent from our synthetic spectra whatever the effective temperature is. This unknown line is therefore missing in the GES line list or has

incorrect atomic parameters. In order to identify it, we searched the VALD and NIST databases as well as in Kurucz website⁵ for all lines between 858.500 and 858.600 nm (in air). First, we point out that Moore et al. (1966) identified this line as S I, but since no such sulfur line was reported by line databases, we discarded this proposition. Then, the most likely candidates found were the Fe II (858.544 nm in air; 858.779 nm in vacuum) and Sr III (858.552 in air; 858.788 nm in vacuum) lines. The excitation energy of the latter (33 eV) seems to be too high to be observed in stars of temperature smaller than 8000 K. The other candidate lines being too distant in wavelength and/or too weak, we therefore considered this line as corresponding to the Fe II transition that was already present in the original GES list but with a far too weak oscillator strength. In order to well fit our hot reference star spectra, we had to calibrate its wavelength and gf , which was increased by 8.786 dex. We also note that this line seems to be blended by another unidentified line (around 858.850 nm in vacuum) that appears much weaker in Procyon and solar spectra. Nevertheless, this tentative Fe II line was adopted in our GSP-Spec line list and well improves the fit quality of the hot star spectra. Its Fe II-nature should be confirmed later by comparison with the abundances derived from other independent iron lines when analysing hot star spectra within GSP-Spec.

4.2. Quality of the GSP-Spec line list

To quantify the quality of the new fits between the observed and simulated spectra adopting the improved GSP-Spec line list, Table 5 presents the new computed QFP at the RVS resolution. It is built as Table 2, to which it should be compared. The first column for each reference star ('GL') refers to the QFP corresponding to the final adopted line list (the spectra being computed exactly as those described in Sect. 2.2). The second column of each reference star (GL_{noCaT}) shows the QFP by disregarding \sim 2 nm at the core of the three Ca II lines as previously done.

First, it can be clearly seen that a global improvement of the fit quality of any reference star is obtained when adopting the GSP-Spec line list: the χ^2 are smaller and most of the mismatches previously reported have indeed disappeared. For instance, if one disregards the CaT lines, N_5 and N_3 become

⁵ <http://kurucz.harvard.edu/linelists/>

Table 5. Quality-fit parameters computed from the comparison between the synthetic and observed spectra at $R = 11\,500$ ($800\ wlp$) for the complete GSP-Spec line list (GL) and rejecting the core of the Calcium triplet lines (GL_{noCaT}).

Star	Cool giants		Cool dwarfs		Hot dwarf	
	Arcturus GL/GL _{noCaT}	μ Leo GL/GL _{noCaT}	61 Cyg A GL/GL _{noCaT}	ϵ Eri GL/GL _{noCaT}	Sun GL/GL _{noCaT}	Procyon GL/GL _{noCaT}
χ^2	0.20/0.03	0.26/0.14	0.08/0.06	0.17/0.04	0.04/0.02	0.14/0.03
N_5	15/0	14/3	0/0	10/0	4/0	6/0
N_3	32/0	43/29	0/0	5/1	2/0	22/0
N_1	166/82	358/285	313/222	254/128	32/21	160/54

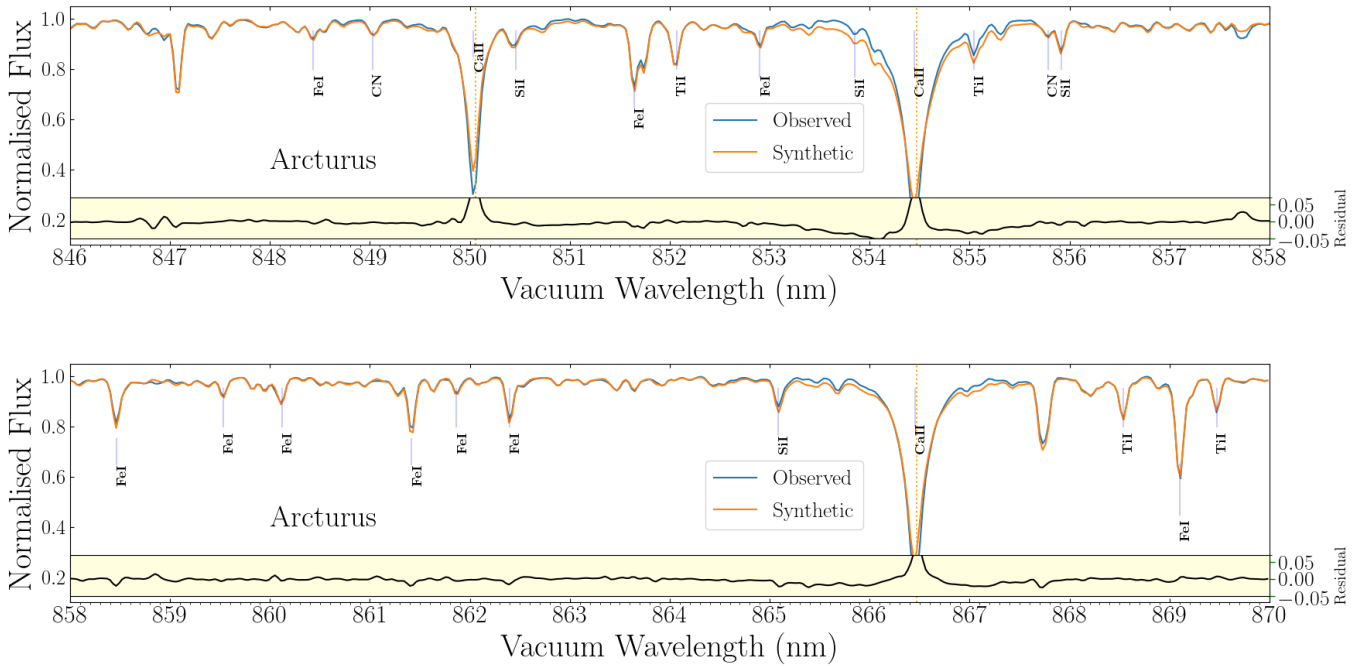


Fig. 3. Observed (blue) and synthetic (orange) spectra for Arcturus. Vertical green and orange dashed lines identify spectral lines differing by between 3 and 5% and by more than 5% in relative flux, respectively. These spectra were computed adopting the final GSP-Spec line list and are shown at the RVS spectral resolution with $800\ wlp$. We note that the wavelengths are shown in vacuum. Some line identifications are shown for non-blended absorption lines with a normalised flux below 0.93. The lower yellow insets show the difference between the observed and synthetic fluxes.

always null, except for a few wlp in μ Leo caused by molecular lines and only one wlp in ϵ Eri (a Si I line not well fitted only in this star, suggesting a possible different Si abundance than the one adopted). A gain of about a factor of two in N_3 is obtained for ϵ Eri, the Sun, and Procyon, considering the complete spectral domain. The gain in N_1 is also important, particularly for the Sun.

The improved fit quality is also illustrated in Figs. 3–8, which show the observed (in blue) and synthetic (in orange) spectra for the six reference stars at the RVS spectral resolution (these star global fits are ordered as in Table 1). One can again see an excellent global match between both spectra, confirming the good QFP reported in column GL of Table 5. Visually, the Sun and 61 Cyg A exhibits the best fits, whereas μ Leo shows the largest mismatches. We can also remark that the largest mismatches (shown by green and red vertical dashed lines corresponding to N_3 and N_5 , respectively) originate from the calcium triplet lines. Both the cores (for all the stars excepted 61 Cyg A) and wings (especially for Procyon) are responsible for the main discrepancies. However, we highlight the good fit of the wings of triplet calcium lines for the Sun.

In summary, if one disregards the calcium triplet lines and some faint molecular lines causing most of the small differences in the coolest stars, the derived GSP-Spec line list strongly improves the fit quality for the studied reference stars. This new line list can therefore be safely adopted for the analysis of *Gaia*/RVS spectroscopic data.

5. Conclusion

The automatic analysis of *Gaia*-RVS spectra performed by the DPAC/GSP-Spec group in order to estimate the atmospheric parameters and individual chemical abundances of late-type stars relies on synthetic spectra grids. To compute high-quality spectra for such cool stars, good quality line data are required. In this article, we thus present the line list that was adopted within GSP-Spec.

In order to quantify the line list quality, we first selected six very well-parametrised reference giant and dwarf stars with effective temperatures ranging from ~ 4200 to ~ 6500 K, that is, representing the typical T_{eff} of the stars presently analysed within GSP-Spec. Observed high-resolution and high-S/N

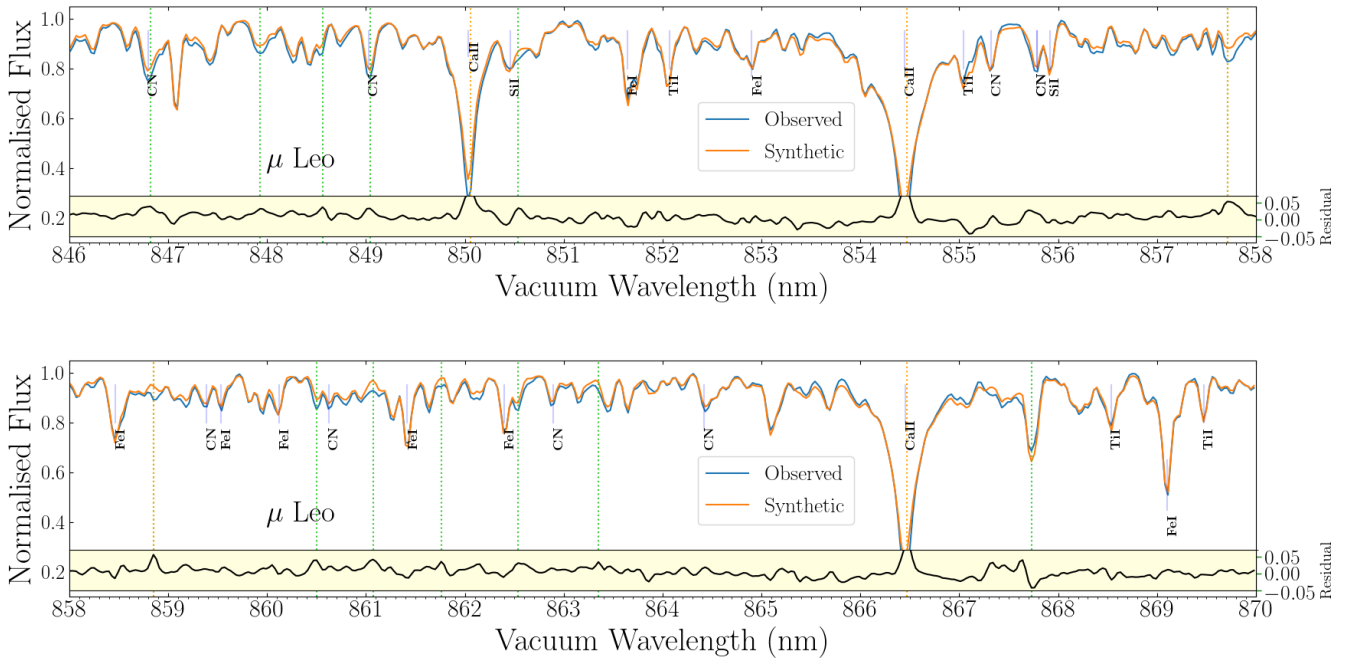


Fig. 4. Same as Fig. 3, but for μ Leo with an identified line with a depth lower than 0.85.

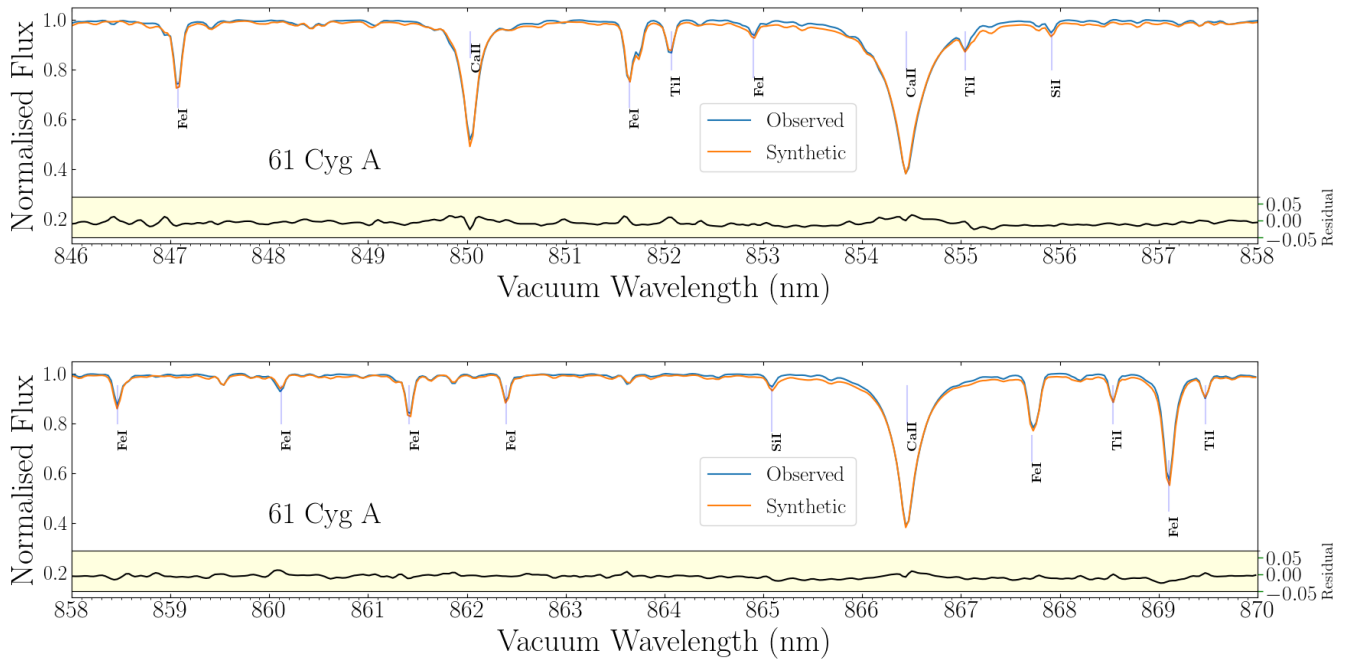


Fig. 5. Same as Fig. 3, but for 61 Cyg A with identified lines that have a depth lower than 0.96.

spectra covering the RVS spectral domain were retrieved for these reference stars. Then, high-resolution synthetic spectra were computed for these reference stars thanks to the TURBOSPECTRUM v19.1.2 radiative transfer code and MARCS model atmosphere.

Stellar synthetic spectra were first computed by adopting the line list built by the *Gaia*-ESO Survey consortium. The quality of this GES line list was quantified by comparing the observed and simulated spectra at high ($R=100\,000$) and RVS-like spectral resolution ($R=11\,500$). A rather good global agreement for the six reference stars is found, although some important line

mismatches are reported. For instance, relative flux differences larger than 3% are identified for 162 atomic transitions. Smaller disagreements (typically of the order of 1%) are mostly caused by molecular transitions. We find that most of the atomic line mismatches can be solved by correcting the adopted atomic line data and that the possible incompleteness of the line list has a minor impact. We therefore carefully checked the quality of these line data and, when necessary, we astrophysically calibrated several atomic oscillator strengths (a couple of line positions were also corrected) in order to fit the observed reference star spectra as well as possible. The improvement of the flux fit quality

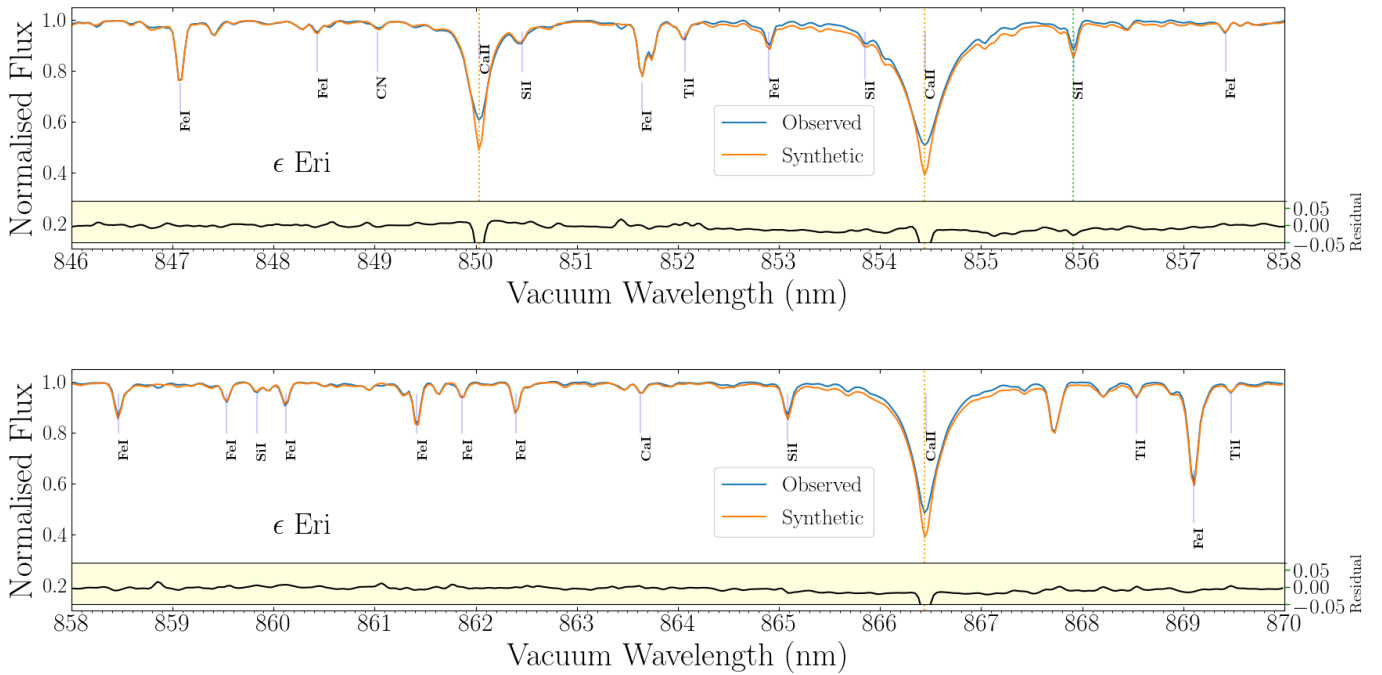


Fig. 6. Same as Fig. 3, but for ϵ Eri with identified lines that have a depth lower than 0.96.

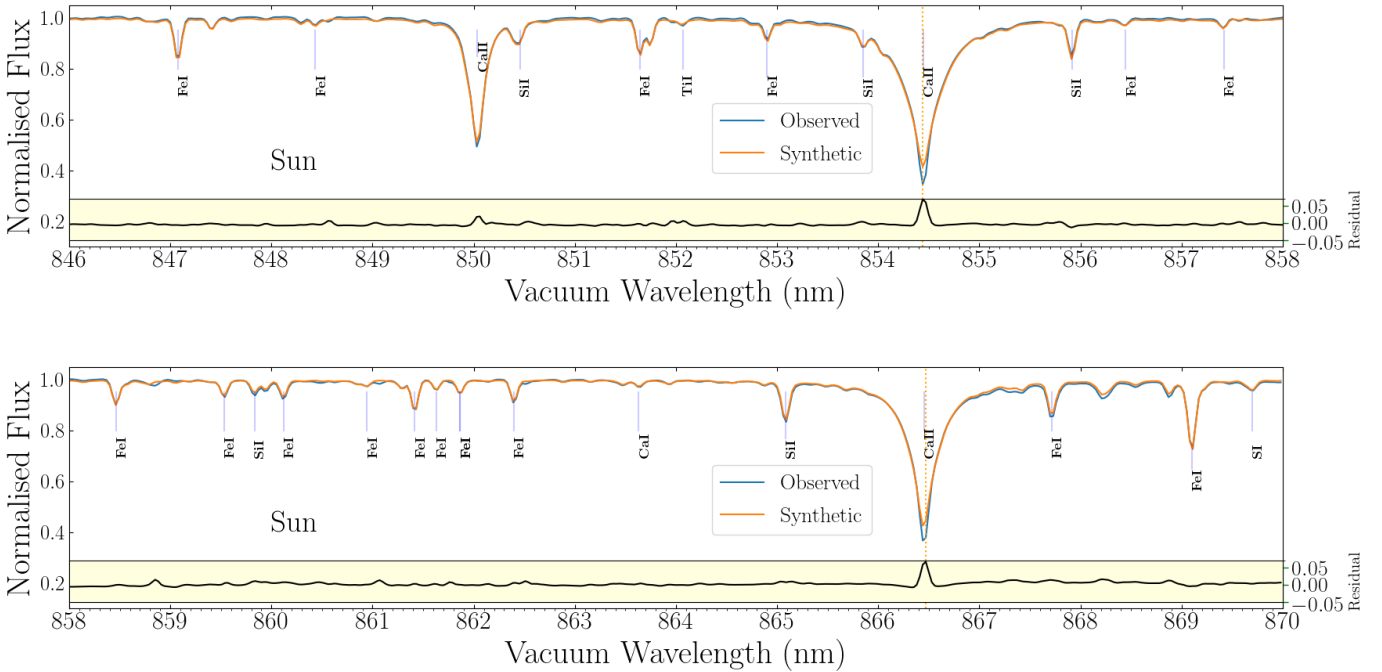


Fig. 7. Same as Fig. 3, but for the Sun, which has identified lines that have a depth lower than 0.97.

adopting this GSP-Spec line list was quantified and is found to be important. This new line list produces still not perfect synthetic spectra, however, for every type of star, since a few lines are found to be sometimes not perfectly well reproduced. In particular, the ionised calcium triplet lines exhibit mismatches in their core and/or wings, probably due to NLTE and/or chromospheric effects not considered in the adopted synthesis tools.

Finally, since the new GSP-Spec line list is found to produce better and more realistic synthetic spectra, it was adopted for

the GSP-Spec analysis performed for the third data release of *Gaia*. This line list can be retrieved by contacting the authors of the present article. However, we warn that it was optimised in the MARCS models and TURBOSPECTRUM v19.1.2 contexts and should therefore be used with these same tools. Finally, we notice that no optimisation of the molecular transitions were performed, and the fit quality outside the 4000–8000 K effective temperature regimes was not checked. Future extensions of the present work should first focus on these cooler and hotter

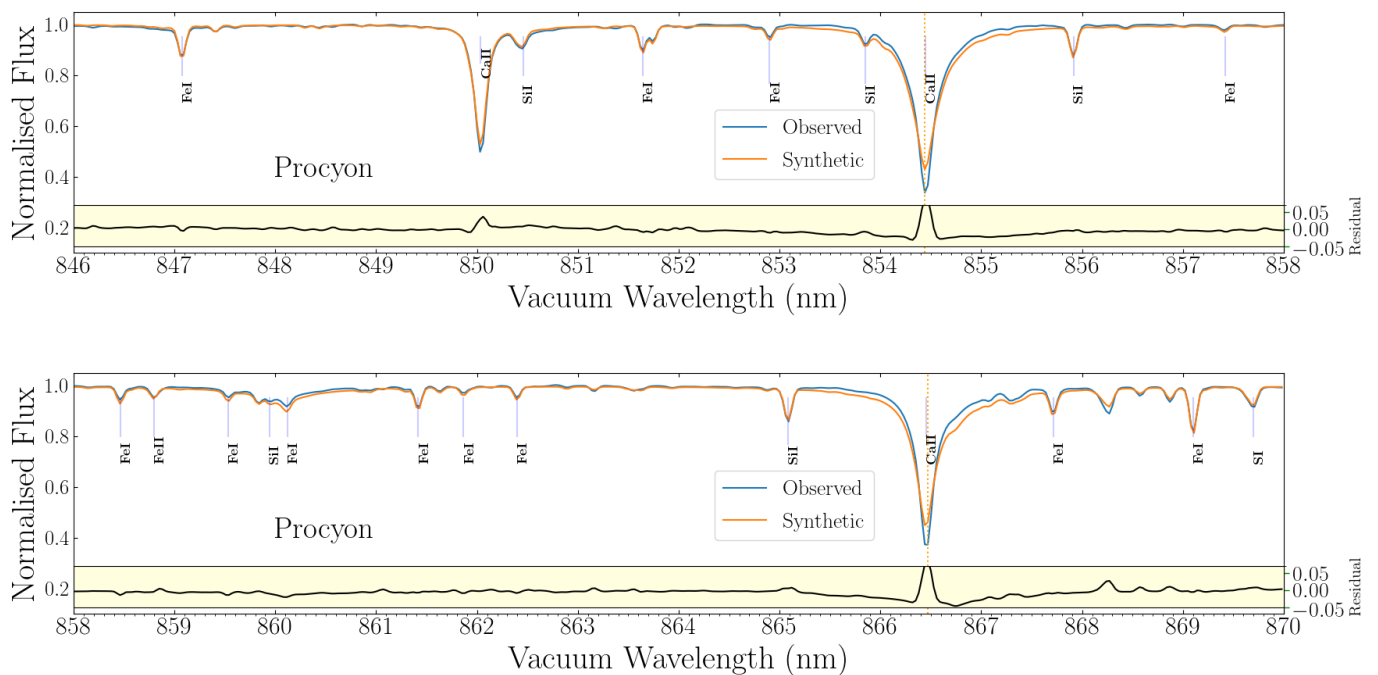


Fig. 8. Same as Fig. 3, but for Procyon, which has identified lines with a depth lower than 0.97.

stars. More realistic physical assumptions such as NLTE and 3D hydrodynamical simulations should also be investigated. Considering the Stark line broadening may also help to better reproduce some line profiles such as the calcium triplet lines.

Acknowledgements. The authors warmly thank Bengt Edvardsson for sharing his fruitful experience for building line list. We are grateful to M.T. Belmonte Sainz-Ezquerro, Y. Frémat, A. Lobel, J. Pickering, and N. Ryde for discussions on some specific atomic transitions. The huge efforts performed by the GES line list group to produce their lists are also thanked. We acknowledge M. Bergemann for providing this GES line list in TURBOSPECTRUM format. We also sincerely thank the stellar atmosphere group in Uppsala for providing the MARCS model atmospheres to the community, B. Plez for having developed and maintaining the TURBOSPECTRUM package and, all the atomic/molecular line list providers. In particular, B. Plez and T. Masseron are acknowledged for having provided some molecular line lists. This work has made use of the VALD database, operated at Uppsala University, the Institute of Astronomy RAS in Moscow, and the University of Vienna. We also used the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France. Part of the calculations have been performed with the high-performance computing facility SIGAMM, hosted by OCA. Finally, we thank the anonymous referee for their valuable comments.

References

- Barklem, P. S., Piskunov, N., & O’Mara, B. J. 2000, *A&AS*, 142, 467
- Benz, W., & Mayor, M. 1984, *A&A*, 138, 183
- Birch, K. P., & Downs, M. J. 1994, *Metrologia*, 31, 315
- Braut, J. W. 1978, in *Future solar optical observations needs and constraints*, ed. G. Godoli (Italy: Pubblicazioni della Università degli Studi di Firenze), 106, 33
- Braut, J. W., & Mueller, E. A. 1975, *Sol. Phys.*, 41, 43
- Brooke, J. S. A., Bernath, P. F., Schmidt, T. W., & Bacskay, G. B. 2013, *J. Quant. Spectr. Rad. Transf.*, 124, 11
- Brooke, J. S. A., Ram, R. S., Western, C. M., et al. 2014, *ApJS*, 210, 23
- Bruntt, H., Bedding, T. R., Quirion, P. O., et al. 2010, *MNRAS*, 405, 1907
- Cropper, M., Katz, D., Sartoretti, P., et al. 2018, *A&A*, 616, A5
- de Laverny, P., Recio-Blanco, A., Worley, C. C., & Plez, B. 2012, *A&A*, 544, A126
- Dulick, M., Bauschlicher, C. W., J., Burrows, A., et al. 2003, *ApJ*, 594, 651
- Fuhr, J. R., & Wiese, W. L. 2006, *J. Phys. Chem. Ref. Data*, 35, 1669
- Gaia Collaboration (Brown, A. G. A., et al.) 2021, *A&A*, 649, A1
- Gratton, R. G., & Sneden, C. 1990, *A&A*, 234, 366
- Grevesse, N., Asplund, M., & Sauval, A. J. 2007, *Space Sci. Rev.*, 130, 105
- Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., et al. 2008, *A&A*, 486, 951
- Heiter, U., & Eriksson, K. 2006, *A&A*, 452, 1039
- Heiter, U., Jofré, P., Gustafsson, B., et al. 2015, *A&A*, 582, A49
- Heiter, U., Lind, K., Bergemann, M., et al. 2021, *A&A*, 645, A106
- Hekker, S., & Meléndez, J. 2007, *A&A*, 475, 1003
- Hinkle, K., Wallace, L., Valenti, J., & Harmer, D. 2000, *Visible and Near Infrared Atlas of the Arcturus Spectrum 3727-9300 Å* (USA: ASP)
- Jofré, P., Heiter, U., Soubiran, C., et al. 2014, *A&A*, 564, A133
- Jofré, P., Heiter, U., Soubiran, C., et al. 2015, *A&A*, 582, A81
- Jofré, P., Heiter, U., Tucci Maia, M., et al. 2018, *Res. Notes Am. Astron. Soc.*, 2, 152
- Kurucz, R. L. 2010, *Astrophysics Source Code Library* [[record ascl:1205.004](https://ui.adsabs.org/abs/2010ASCl..1205..004K)]
- Luck, R. E. 2017, *AJ*, 153, 21
- Masseron, T., Plez, B., Van Eck, S., et al. 2014, *A&A*, 571, A47
- McKemmish, L. K., Yurchenko, S. N., & Tennyson, J. 2016, *MNRAS*, 463, 771
- McKemmish, L. K., Masseron, T., Hoeijmakers, H. J., et al. 2019, *MNRAS*, 488, 2836
- Moore, C. E., Minnaert, M. G. J., & Houtgast, J. 1966, *The Solar Spectrum 2935 Å to 8770 Å* (USA: NASA)
- Pavlenko, Y. V., Yurchenko, S. N., McKemmish, L. K., & Tennyson, J. 2020, *A&A*, 642, A77
- Piskunov, N. E., Kupka, F., Ryabchikova, T. A., Weiss, W. W., & Jeffery, C. S. 1995, *A&AS*, 112, 525
- Plez, B. 2012, *Astrophysics Source Code Library* [[record ascl:1205.004](https://ui.adsabs.org/abs/2012ASCl..1205..004P)]
- Ramírez, I., & Allende Prieto, C. 2011, *ApJ*, 743, 135
- Recio-Blanco, A., Bijaoui, A., & de Laverny, P. 2006, *MNRAS*, 370, 141
- Recio-Blanco, A., de Laverny, P., Allende Prieto, C., et al. 2016, *A&A*, 585, A93
- Ryabchikova, T., Piskunov, N., Kurucz, R. L., et al. 2015, *Phys. Scr.*, 90, 054005
- Sartoretti, P., Katz, D., Cropper, M., et al. 2018, *A&A*, 616, A6
- Smith, V. V., Cunha, K., Shetrone, M. D., et al. 2013, *ApJ*, 765, 16
- Sneden, C., Lucatello, S., Ram, R. S., Brooke, J. S. A., & Bernath, P. 2014, *ApJS*, 214, 26
- Strassmeier, K. G., Ilyin, I., Järvinen, A., et al. 2015, *Astron. Nachr.*, 336, 324
- Strassmeier, K. G., Ilyin, I., Weber, M., et al. 2018, *SPIE Conf. Ser.*, 10702, 1070212
- Valenti, J. A., & Fischer, D. A. 2005, *ApJS*, 159, 141
- Wallace, L., Hinkle, K. H., Livingston, W. C., & Davis, S. P. 2011, *ApJS*, 195, 6
- Wiese, W. L., Smith, M. W., & Miles, B. M. 1969, *Atomic Transition Probabilities, Sodium through Calcium, A critical data compilation* (USA: University of Michigan), 2
- Zhao, H., Schultheis, M., Recio-Blanco, A., et al. 2021, *A&A*, 645, A14

The cerium content of the Milky Way as revealed by *Gaia* DR3 GSP-Spec abundances

G. Contursi¹, P. de Laverny¹, A. Recio-Blanco¹, E. Spitoni¹, P. A. Palicio¹, E. Poggio¹, V. Grisoni^{2,3}, G. Cescutti^{4,5,6}, F. Matteucci^{4,5,6}, L. Spina⁷, M. A. Álvarez⁸, G. Kordopatis¹, C. Ordenovic¹, I. Oreshina-Slezak¹, and H. Zhao^{1,9}

¹ Université Côte d'Azur, Observatoire de la Côte d'Azur, CNRS, Laboratoire Lagrange, Bd de l'Observatoire, CS 34229, 06304 Nice cedex 4, France
e-mail: gabriele.contursi@oca.eu

² Dipartimento di Fisica e Astronomia, Università degli Studi di Bologna, Via Gobetti 93/2, 40129 Bologna, Italy

³ INAF, Osservatorio di Astrofisica e Scienza dello Spazio, Via Gobetti 93/3, 40129 Bologna, Italy

⁴ Dipartimento di Fisica, Sezione di Astronomia, Università di Trieste, via G.B. Tiepolo 11, 34131 Trieste, Italy

⁵ INAF Osservatorio Astronomico di Trieste, via G.B. Tiepolo 11, 34131 Trieste, Italy

⁶ INFN Sezione di Trieste, via Valerio 2, 34134 Trieste, Italy

⁷ INAF – Osservatorio astronomico di Padova, Vicolo Osservatorio 5, 35122 Padova, Italy

⁸ CIGUS CITIC – Department of Computer Science and Information Technologies, University of A Coruña, Campus de Elviña s/n, A Coruña 15071, Spain

⁹ Purple Mountain Observatory, Chinese Academy of Sciences, Nanjing 210023, PR China

Received 11 July 2022 / Accepted 16 November 2022

ABSTRACT

Context. The recent *Gaia* third data release contains a homogeneous analysis of millions of high-quality Radial Velocity Spectrometer (RVS) stellar spectra by the GSP-Spec module. This led to the estimation of millions of individual chemical abundances and allows us to chemically map the Milky Way. The published GSP-Spec abundances include three heavy elements produced by neutron-captures in stellar interiors: Ce, Zr, and Nd.

Aims. We study the Galactic content in cerium based on these *Gaia*/RVS data and discuss the chemical evolution of this element.

Methods. We used a sample of about 30 000 local thermal equilibrium Ce abundances, selected after applying different combinations of GSP-Spec flags. Based on the *Gaia* DR3 astrometric data and radial velocities, we explore the cerium content in the Milky Way and, in particular, in its halo and disc components.

Results. The high quality of the Ce GSP-Spec abundances is quantified through literature comparisons. We found a rather flat [Ce/Fe] versus [M/H] trend. We also found a flat radial gradient in the disc derived from field stars and, independently, from about 50 open clusters. This agrees with previous studies. The [Ce/Fe] vertical gradient was also estimated. We also report an increasing [Ce/Ca] versus [Ca/H] in the disc, illustrating the late contribution of asymptotic giant branch stars with respect to supernovae of type II. Our cerium abundances in the disc, including the young massive population, are well reproduced by a new three-infall chemical evolution model. In the halo population, the M 4 globular cluster is found to be enriched in cerium. Moreover, 11 stars with cerium abundances belonging to the Thamnos, Helmi Stream, and *Gaia*-Sausage-Enceladus accreted systems were identified from chemo-dynamical diagnostics. We found that the Helmi Stream might be slightly underabundant in cerium compared to the two other systems.

Conclusions. This work illustrates the high quality of the GSP-Spec chemical abundances, which significantly contribute to unveiling the heavy-element evolution history of the Milky Way.

Key words. Galaxy: abundances – stars: abundances – Galaxy: disk – Galaxy: halo – Galaxy: evolution

1. Introduction

Our understanding of the Milky Way has made a great leap forwards through the different data releases of the *Gaia* mission. The third release ([Gaia Collaboration 2023b](#)) consists of a major and unique step because it includes a large variety of new data products, including, in particular, an extensive characterisation of the *Gaia* sources. In this context, the module called general stellar parametrizer from spectroscopy (GSP-Spec hereafter; see [Gaia Collaboration 2023a](#)) has estimated atmospheric parameters (effective temperature T_{eff} , surface gravity $\log(g)$, global metallicity [M/H], and abundances of α -elements with respect

to iron [α /Fe]) as well as individual chemical abundances of up to a dozen elements¹ for about 5.6 million stars that have been observed by the Radial Velocity Spectrometer (RVS hereafter; [Cropper et al. 2018](#); [Katz et al. 2023](#)).

Three of these 13 chemical elements are produced by neutron capture in the inner layers of some specific stages of stellar evolution: zirconium ($Z = 40$), cerium ($Z = 58$), and neodymium ($Z = 60$). According to the seminal work of [Burbidge et al.](#)

¹ See https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/iow_20210709. These elements are N, Mg, Si, S, Ca, Ti, Fe I, Fe II, Ni, Zr, Ce, and Nd.

(1957), neutron capture occurs through two main processes: the rapid (*r*-) and slow (*s*-) processes (slow and rapid referring to the timescale of the neutron captures with respect to the β -decay). The latter takes place in lower neutron densities and on longer timescales than the *r*-process. The main formation sites of the *r*-process elements are still under discussion: merging of neutron stars or of neutron star - black hole binary systems (respectively [Freiburghaus et al. 1999](#); [Surman et al. 2008](#)), neutrino-induced winds from the core-collapse of supernovae ([Woosley et al. 1994](#)), and/or rotating polar jets from core-collapse supernovae ([Nishimura et al. 2006](#)).

The formation sites of the *s*-process, in contrast, are better understood. The distribution of solar abundances shows three peaks located around the atomic mass numbers $A = 90, 138,$ and 208 . Sr, Y, and Zr represent the first peak, Ba, La, and Ce the second peak, and Pb the third peak. Even though all these elements are mainly formed via *s*-process ([Prantzos et al. 2018](#)), their formation sites can differ. The *s*-process can be decomposed into three sub-processes, each of which populates a different peak (see [Kappeler et al. 1989](#), and references therein). First, massive stars ($\geq 8-10 M_{\odot}$) preferentially cause the so-called weak process (especially producing first peak elements), where neutrons are mainly provided by the $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ reaction in the convective He-burning core and C-burning shell ([Peters 1968](#); [Lamb et al. 1977](#); [Pignatari et al. 2010](#)). On the other hand, low- and intermediate-mass Asymptotic giant branch stars at solar metallicity produce the so-called main *s*-process such as Ce and Nd through neutrons that are mainly produced by the $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ reaction ([Arlandini et al. 1999](#); [Busso et al. 1999](#); [Karakas & Lattanzio 2014](#); [Bisterzo et al. 2011, 2015](#)). This reaction takes place in the so-called ^{13}C -pocket, between the H- and He-burning shells. This ^{13}C pocket is formed through a sequence reaction $^{12}\text{C}(\text{p}, \gamma)^{13}\text{N}(\beta^+)^{13}\text{C}$ through the partial mixing of protons from the convective H-rich envelope into the ^{12}C region during the third dredge-up. The $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ reaction also contributes to the convective thermal pulse. Moreover, we note that rotating massive stars at low metallicity ($[\text{Fe}/\text{H}] < -0.5$ dex) seem to have an impact on the main *s*-process elements ([Prantzos et al. 2018](#)). Finally, low-metallicity low-mass AGB can produce elements of the third peak (e.g. Pb) through the strong *s*-process ([Clayton & Rassbach 1967](#); [Gallino et al. 1998](#); [Travaglio et al. 2001](#)).

However, this rather simple picture is blurred by the fact that neutron-capture elements can be produced by a combination of the *s*- and *r*- processes. For instance, [Arlandini et al. \(1999\)](#) found that at the epoch of the Solar System formation, cerium could come at a level of 77% from *s*-process production. This was later confirmed by [Bisterzo et al. \(2016\)](#) and [Prantzos et al. \(2018\)](#), who report a *s*-process contribution of about 80%.

For all these reasons, studying the Ce content in the Milky Way allows us to probe its different production sites and, in particular, the main *s*-process. Several studies of neutron-capture elements and more especially, of cerium abundances in the Galactic disc, can be found in the literature, for instance, [Reddy et al. \(2006\)](#), [Mishenina et al. \(2013\)](#), [Battistini & Bensby \(2016\)](#), [Delgado Mena et al. \(2017\)](#), [Forsberg et al. \(2019\)](#), [Griffith et al. \(2021\)](#) for field star studies, and [Magrini et al. \(2018\)](#), [Spina et al. \(2021\)](#), [Sales-Silva et al. \(2022\)](#) for open clusters. Global flat trends of $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ versus $[\text{M}/\text{H}]$ were found in most works, even though some report a small decreasing trend for high $[\text{Fe}/\text{H}]$ values ([Mashonkina et al. 2007](#)). This trend agrees with chemical models ([Prantzos et al. 2018](#); [Grisoni et al. 2020](#)). Moreover, a correlation between cerium abundances and ages has been proposed based on open clusters ([Sales-Silva et al. 2022](#)), where

$[\text{Ce}/\text{Fe}]$ appears to decrease with age up to 8 Gyr. A similar trend was obtained for field stars ([Battistini & Bensby 2016](#)). They additionally found an increase in $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ with ages older than 8 Gyr.

With the recent delivery of the third *Gaia* data release, these studies can be extended to a much larger stellar sample. The aim of the present paper is therefore to complement the first description of Ce based on the *Gaia* GSP-Spec abundances that was presented by [Gaia Collaboration \(2023a\)](#). This work is composed as follows. Section 2 describes the selection of the sample of Ce abundances, and Sect. 3 presents its spatial, chemical, and dynamical properties. Section 4 presents the Galactic disc content in cerium with the derivation of radial and vertical gradients, the comparison with a new chemical evolution model, and the Ce content of open clusters. Then, Sect. 5 explores Ce abundances in the Galactic halo and, in particular, in the M 4 globular cluster and in accreted dwarf galaxies and stellar streams. Finally, the conclusions of this work are presented in Sect. 6.

2. Sample stars of cerium abundances

This section presents the recently published *Gaia* DR3 cerium abundances. We select the best working samples for further analysis (see Appendix A for the corresponding catalogue queries).

2.1. *Gaia* GSP-Spec local thermal equilibrium cerium abundances

First, we briefly recall that the chemical analysis of the *Gaia*-RVS spectra ($R \sim 11\,500$) was performed by the GSP-Spec module ([Recio-Blanco et al. 2023](#)) through the GAUGUIN algorithm ([Bijaoui 2012](#); [Recio-Blanco et al. 2016](#)) and a specific grid of synthetic spectra covering the whole stellar atmospheric parameters space and with varying Ce abundances. Briefly, to derive chemical abundances, GAUGUIN builds a reference grid spectrum (1D) from this large 5D cerium grid that is interpolated at the atmospheric parameters of the analysed star. These atmospheric parameters are provided by the MatisseGauguin method (see Sect. 6 of [Recio-Blanco et al. \(2023\)](#) for more details). The observed spectrum of the analysed star is normalised, and a second normalisation around the line is then performed to readjust the continuum locally ([Santos-Peral et al. 2020](#); [Recio-Blanco et al. 2023](#)). Finally, the minimum of the quadratic distance between the observed and reference spectra is computed in a wavelength range close to the line. This provides the initial guess of the Ce abundance, from which the Gauss-Newton algorithm obtains the final abundance. The second normalisation and abundance windows from which the cerium abundances are derived are provided in Table B.1. of [Recio-Blanco et al. \(2023\)](#). The derived local thermodynamical equilibrium (LTE) abundances rely on the line data of [Contursi et al. \(2021\)](#) and assume [Grevesse et al. \(2007\)](#) solar abundances.

Cerium abundances are determined from a triplet of Ce II lines centred around 851.375 nm (in vacuum). Table 1 reports the atomic data of this triplet that we adopted for the analysis: air and vacuum wavelengths², excitation energy of the lower level, and oscillator strength. These atomic data were not calibrated astrophysically. Moreover, for some specific combinations of atmospheric parameters, this cerium triplet might be slightly blended with a weak CN line whose central wavelength is about 851.25 nm.

² The conversion between air and vacuum wavelength was made following [Birch & Downs \(1994\)](#).

Table 1. Adopted cerium line data.

Element	λ_{air} (nm)	λ_{vac} (nm)	E (eV)	$\log(gf)$
Ce II	851.1337	851.3676	0.357	-2.530
Ce II	851.1473	851.3812	2.004	-2.120
Ce II	851.1521	851.3859	0.328	-2.840

An example of this cerium feature is provided in Fig. 9 of Recio-Blanco et al. (2023). The detectability of the cerium triplet is illustrated in Fig. 1, which presents a Kiel diagram colour-coded with the minimum cerium abundance (in dex) that could be measured for metallicities varying between -1.0 to 0.0 dex. This was estimated from the grid of synthetic spectra in which we searched for the Ce abundance corresponding to a (normalised) flux decrease of 0.5% at the Ce line core with respect to a reference spectrum with $[\text{Ce}/\text{Fe}] = -2.0$ dex (i.e. no Ce and the lowest cerium abundance in the grid of reference spectra). The cerium lines are more easily detectable in AGB and RGB stars ($[\text{Ce}/\text{Fe}] > 0$ dex), whereas higher cerium abundances are required for a possible detection in dwarf stars. This may lead to the observational biases that are discussed in Sects. 3.1 and 4.1.

We recall that according to Lawler et al. (2009), cerium has four main stable isotopes, and two of them are dominant (88.45% for ^{140}Ce and 11.11% for ^{142}Ce). Then, 0.19% and 0.25% of Ce are found in ^{146}Ce and ^{138}Ce , respectively.

Together with other chemical abundances, GSP-Spec provides several quality flags that are recommended for selecting the best data. These flags are related to several effects that could affect the stellar parametrisation, for instance, possible biases induced by radial velocity uncertainties, rotational broadening, or flux noise. Moreover, two flags specifically refer to the determination of the cerium chemical abundance (*CeUpLim* and *CeUncer*). The *CeUpLim* flag is an indicator of the line depth with respect to noise level, which corresponds to the detectability limit defined as the upper limit. The smaller this flag, the better the measurement. The *CeUncer* flag is defined as the reliability of the abundance uncertainty considering the atmospheric parameters and S/N . We refer to Recio-Blanco et al. (2023) for a complete definition of these flags.

Out of the ~ 5.5 million stars parametrised by GSP-Spec, 103 948 have a cerium abundance, without considering any flag restriction (we refer to this entire Ce catalogue as the complete sample hereafter). As this study aims to describe the largest possible sample with the most accurate Ce measurements, we applied some flag restrictions to define our working samples and compare the GSP-Spec $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ values with the literature values.

2.2. Comparison catalogues of cerium abundances

In order to validate the GSP-Spec cerium abundances, they were compared to the abundances of APOGEE-DR17 (Abdurro'uf et al. 2022), Forsberg et al. (2019; APOGEE and F19 hereafter, respectively), and GALAH DR3 (Buder et al. 2021).

We first note that there are no GALAH stars in common with F19 after the recommended GALAH flag values were applied ($\text{snr}_{c3_iraf} > 30$, $\text{flag}_{sp} == 0$, $\text{flag}_{fe_h} == 0$ and $\text{flag}_{ce_fe} == 0$). Nevertheless, we compare below our GSP-Spec cerium abundances with the abundance from GALAH in

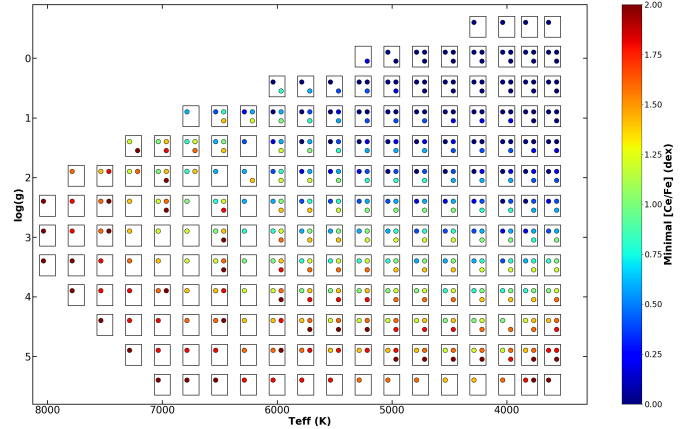


Fig. 1. Kiel diagram colour-coded with the lowest cerium abundance (in dex) that could be detected in a spectrum whose (normalised) line core flux is 0.5% deeper than that of a reference spectrum with $[\text{Ce}/\text{Fe}] = -2.0$ dex. For each combination of effective temperature and surface gravity, we estimated this lowest cerium abundance for three values of $[\text{M}/\text{H}]$: 0.0 , -0.5 , and -1.0 dex (from top to bottom and left to right in each small square).

Sect. 2.4. These GALAH Ce abundances were derived from one cerium line around 477.3941 nm (air) from spectra with $R \sim 28\,000$. A zero-point calibration was applied. Using these recommended flags, we found 278 163 GALAH cerium abundances.

The F19 cerium abundance sample is composed of 336 stars observed at high-resolution ($R \sim 67\,000$). Their abundances are obtained from a Ce II line located at 604.3373 nm in the air, adopting solar composition from Grevesse et al. (2015).

APOGEE cerium abundances were derived from spectra with $R \sim 22\,500$ and $S/N > 100$, using multiple cerium lines. For our comparison purpose, we selected the best APOGEE non-calibrated Ce abundances. We then filtered all stars with APOGEE ANDFLAGS, ASPCAPFLAGS, RV_FLAGS, and STARFLAGS $\neq 0$. We also removed stars with a non-zero third binary digit of the EXTRATARG flag and a non-zero value for the sixth and twenty-sixth binary digits of each member of PARAMFLAG tuple. Finally, we kept only APOGEE cerium abundances with an uncertainty smaller than 0.2 dex and found 53 310 stars. Our flag selection is the recommended optimized version of APOGEE flags. The F19 and APOGEE samples can be compared between each other. We found 32 stars with high-quality Ce abundances in common. They have a mean difference of -0.14 dex, in the sense APOGEE minus F19, indicating that the two studies are probably not at the same reference level. Calibrated APOGEE abundances lead to a larger difference of -0.20 dex. We therefore consider only non-calibrated APOGEE abundances in the following. F19 Ce abundances are indeed almost always higher than those from APOGEE. This difference is even larger for some APOGEE cerium-poor stars that are found to be ~ 0.3 – 0.4 dex more enriched in Ce by F19, although no significant differences in atmospheric parameters are present. Nevertheless, the standard deviation of the Ce abundance differences in the two samples is equal to 0.13 dex, revealing a rather good agreement between the two studies. We note that similar systematic differences (different reference scales) of cerium abundances at solar metallicity have been reported by F19 when they compared their own abundances with those of Battistini & Bensby (2016).

Table 2. Comparison (mean and standard deviation of the differences) between GSP-Spec cerium abundances and those of F19, APOGEE, and GALAH for different samples of Ce GSP-Spec abundances.

	Strict Select.			Low-Uncer. Samp.			Complete Samp.		
	F19	APO	GLH	F19	APO	GLH	F19	APO	GLH
Mean	0.03	-0.06	-	0.00	-0.16	-0.31	0.00	-0.27	-0.44
Std	0.05	0.09	-	0.15	0.25	0.20	0.15	0.30	0.32
N_{comp}	9	2	0	105	101	44	122	187	333
N_{Ce}		493			29 991			103 948	

Notes. The $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ mean values are computed in the sense literature minus GSP-Spec. N_{comp} indicates the number of stars found for the comparison, and N_{Ce} is the total number of GSP-Spec stars with Ce abundances when the corresponding flag selection was applied (see text for more details).

2.3. Definition of the low-uncertainty sample of GSP-Spec Ce abundances

We then compare in Table 2 the differences between GSP-Spec cerium abundances and those of F19, APOGEE, and GALAH for three possible *flags_gspspec* selections. We also indicate the number of stars (N_{col}) used for the comparison, as well as the total number of selected GSP-Spec stars (N_{Ce}) when the considered flags were applied.

We first show this comparison in the left column by adopting stars for which (i) all their *flags_gspspec* = 0 (including those related to Ce abundances), (ii) Ce uncertainties smaller than 0.2 dex (estimated from Monte Carlo simulations; see Recio-Blanco et al. 2023), (iii) $v_{\text{broad}} \leq 13 \text{ km s}^{-1}$ (since deriving accurate chemical abundances can become difficult for fast-rotating stars)³, (iv) $T_{\text{eff}} \leq 5400 \text{ K}$ (tests with synthetic spectra show that the Ce lines become too weak to be detected in hotter star spectra), and (v) $\log(g) \leq 3.5$ (tests with synthetic spectra revealed that the Ce line becomes difficult to analyse in dwarf stars)⁴. We finally found 493 stars that satisfied these criteria (referred to as the strict selection hereafter). Among them, we found only 9, 2 and 0 stars in common with F19, APOGEE and GALAH, respectively. An excellent agreement between $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ GSP-Spec, F19 and APOGEE values is found.

For comparison purpose, we provide a similar comparison in the right column of Table 2, but considering the complete sample of Ce abundances. The number of stars in common is much larger, and the agreement between GSP-Spec and F19 is still very good (no bias and dispersion equal to 0.15 dex). In contrast, the agreement with APOGEE and GALAH is worse. The large bias can be explained by the fact that GSP-Spec, APOGEE, and GALAH Ce abundances are not on the same scale (as is also the case for F19 and APOGEE, as mentioned in the previous subsection). The dispersion is also larger, maybe because the some of APOGEE stars found in GSP-Spec are fainter than those in F19.

From these considerations and in order to select a large enough but still accurate sample of Ce abundances, we defined a specific combination of the GSP-Spec flags by relaxing the

extrapol and *KMgiantPar* flags together with those specifically related to Ce abundances. Briefly, the *extrapol* flag indicates if the GSP-Spec atmospheric parameters are extrapolated beyond the limits of the reference grid and *KMgiantPar* refers to extremely cool giant stars whose T_{eff} and $\log(g)$ have been corrected and set to given specific values because of parametrisation issues. We again refer to Recio-Blanco et al. (2023) for a complete definition of these flags. Our best combination was found by adopting $CeUpLim \leq 2$, $CeUncer \leq 1$ and $extrapol \leq 1$. We also fixed $KMgiantPar \leq 1$, which is associated with a goodness of fit (referred as *gof* hereafter; see Recio-Blanco et al. 2023, for its definition) lower than -3.75. All the other flags were set to 0 to ensure a good stellar parametrisation. As for the strict selection sample, we also only selected stars with $v_{\text{broad}} \leq 13 \text{ km s}^{-1}$, Ce uncertainties $\leq 0.2 \text{ dex}$, $T_{\text{eff}} \leq 5400 \text{ K}$, and $\log(g) < 3.5$. This low-uncertainty sample contains 29 991 stars with accurate measurements of the Ce abundances.

2.4. Comparison of the low-uncertainty sample with the reference catalogues

In this low-uncertainty sample, we found 105, 101, and 44 stars in common with F19, APOGEE, and GALAH, all with a GSP-Spec S/N higher than 55. The comparisons between these studies are illustrated in Fig. 2. The agreement between this low-uncertainty sample and F19 is excellent (no bias and dispersion of 0.15 dex), whereas the comparison with APOGEE is good with a bias identical to the bias between F19 and APOGEE, together with a larger dispersion of 0.25 dex. We note that most of the GALAH and APOGEE low Ce abundances seem to be systematically underestimated compared to those from *GSP-Spec* and F19. The agreement with GALAH and APOGEE is indeed much better when their lowest Ce abundances are rejected: keeping only GALAH and APOGEE stars with $[\text{Ce}/\text{Fe}] > -0.15 \text{ dex}$ leads to a mean difference with respect to GSP-Spec equal to -0.09 and -0.22 dex, respectively. The standard deviation with respect to GSP-Spec becomes equal to 0.18 and 0.18 dex, respectively.

The excellent agreement between GSP-Spec and F19 might be explained by the high quality of these spectra: high spectral resolution, and S/N for F19 and high S/N for GSP-Spec. APOGEE stars in common with GSP-Spec have a slightly lower S/N .

Furthermore, we note that the reported Ce differences cannot be explained by differences in the adopted atmospheric parameters since these four studies adopted rather consistent T_{eff} and $\log(g)$, as is shown in Fig. 2. The mean ΔT_{eff} and $\Delta \log(g)$ are equal to 106 K and 0.22, respectively, between

³ This value is a good compromise between keeping a high number of stars and good-quality abundances.

⁴ Nevertheless, we found a dwarf star (ID=5373254711531881728, $\log(g) = 4.21$, $T_{\text{eff}} = 4775.0 \text{ K}$, $[\text{M}/\text{H}] = -0.24 \text{ dex}$, $S/N = 81$) that appears to be strongly enriched in cerium. ($[\text{Ce}/\text{Fe}] \geq 2.0 \text{ dex}$, 2.0 being the Ce reference grid high-border value). No clear sign of binarity has been found in the *Gaia* astrometric data for this star, which, moreover, does not belong to the *Gaia* binary catalog. No abundance of other heavy elements has been found in the literature for these stars either.

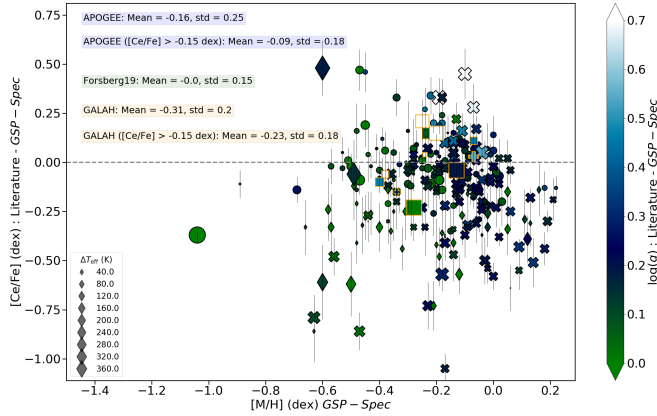


Fig. 2. Comparison between GSP-Spec low-uncertainty sample cerium abundance and literature values as a function of the GSP-Spec metallicity (crosses refer to APOGEE data, circles to F19, and diamonds to GALAH. Squares and plus markers refer to the nine and two stars in common between the strict sample and F19 and APOGEE, respectively). The points are colour-coded with the difference in $\log(g)$, and their size is proportional to differences in T_{eff} . The vertical error bars indicate the uncertainty of GSP-Spec Ce abundance. The mean and the standard deviation of the cerium abundance differences between GSP-Spec and F19 are also given. For APOGEE and GALAH, we provide similar statistics differences for the whole comparison sample and when only their stars with $[\text{Ce}/\text{Fe}] > -0.15$ dex are considered. We used calibrated GSP-Spec and APOGEE atmospheric parameters.

GSP-Spec and APOGEE data and 30 K and 0.06 between GSP-Spec and GALAH data⁵.

Finally, the comparison between GSP-Spec and F19 allows us to conclude that both studies are on the same reference scale (which is not the case for APOGEE), and that no calibration is required to interpret the GSP-Spec $[\text{Ce}/\text{Fe}]$.

3. Chemo-kinematics and dynamical properties of selected *Gaia* cerium abundances

In this section, we present the distribution of spatial, kinematical, dynamical, and chemical properties of the low-uncertainty sample defined in the previous section. The computation of the stellar positions (galactocentric Cartesian coordinates X , Y , Z) as well as the galactocentric radius (R) and cylindrical velocities (V_R , V_Z and V_ϕ) is presented in [Gaia Collaboration \(2023a\)](#) and is based on the [Bailer-Jones et al. \(2021\)](#) *Gaia* EDR3 distances. The orbital parameter calculation (eccentricities, actions, apocenters, pericenters, and Z_{max}) is described in [Palicio et al. \(2023\)](#).

3.1. Chemical distribution

We first present in Fig. 3 the Kiel diagram (upper panels) of the low-uncertainty sample stars, colour-coded in stellar counts, metallicity, and cerium abundances (top, central, and bottom panels, respectively). This sample is mainly composed of red giant branch (RGB) and AGB stars with $\log(g) < 3.5$. This results from the fact that the studied cerium line is more easily detected in cool giant stars. Moreover, the stars with a detected Ce line in the low-uncertainty sample are increasingly more metal poor the cooler the giants and the lower their gravity. Cerium abun-

dances were indeed derived for any metallicity including solar in stars located on the RGB, whereas only stars with a metallicity lower than ~ -0.5 dex are present at the top of the AGB. This again results from the difficulty of correctly measuring the Ce line in cool star spectra that become more and more crowded by molecular lines as T_{eff} decreases. This is also illustrated in the right panel of Fig. 3, showing that only the coolest AGB stars ($T_{\text{eff}} \lesssim 3800$ K) with relatively high cerium abundances ($[\text{Ce}/\text{Fe}] \gtrsim 0.60$ dex) have been measured. Similarly, only Ce-rich stars hotter than $T_{\text{eff}} \gtrsim 4800$ K are detected. These observational biases are discussed in Sect. 4.1. We also remark that there is a lack of stars around $T_{\text{eff}} \sim 4000$ K. This feature is caused by the complexity of the coolest giant spectra. This could lead to some parametrisation issues that were partly fixed through the *KMgiantPar* flag, even if this means rejecting part of these AGB stars (see [Recio-Blanco et al. 2023](#), for more details on this flag).

The lower panels of Fig. 3 present the trend of cerium abundances with metallicity, colour-coded with stellar counts (left bottom panel) and with calcium abundances (right bottom panel). We adopted the calibrated Ca abundances according to Table 4 of [Recio-Blanco et al. \(2023\)](#) below, using the polynomial of degree 4 as a function of $\log(g)$ and a calibration for $\log(g)$ values outside the recommended gravity interval set to those computed for the limiting values. For all the low-uncertainty sample stars, their *CaUpLim* and *CaUncer* flags are equal to zero, and their uncertainties in $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ are smaller than 0.06 dex. Over a metallicity range of 1.5 dex, we found a banana-like shape that can be explained by some detection bias. For example, low-Ce metal-poor stars are poorly represented in our sample because the Ce line becomes too weak to be detected in these stellar atmospheres. Similarly, low Ce abundances are more difficult to derive in crowded metal-rich spectra.

On the other hand, the lower right panel shows that the sample is composed of stars that are more Ca-rich with decreasing metallicity, a consequence of the behaviour of α -elements with $[\text{M}/\text{H}]$ in the Milky Way. In the most metal-poor regime, there are predominantly Ce-rich stars ($[\text{Ce}/\text{Fe}] \gtrsim 0.5$ dex) with high calcium abundances ($[\text{Ca}/\text{Fe}] \gtrsim 0.3$ dex).

We finally note an excess of stars with rather low $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ and $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ abundances around $[\text{M}/\text{H}] = -0.5$ dex. As explained in [Gaia Collaboration \(2023a\)](#), these stars are mostly massive and young (see their Fig. 8) and are located in the spiral arms of the Milky Way. This is confirmed by the recent work of [Poggio et al. \(2022\)](#); see their Fig. B.1.). Their sample A is a sub-sample containing the majority of the massive star sample defined in Fig. 8 of [Gaia Collaboration \(2023a\)](#). These stars present very young ages (< 500 Myr) and are massive.

There are also some other stars with low $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ and solar $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ that probably belong to the disc because they have similar spatial distribution and kinematics as other disc stars.

3.2. Spatial distribution

We illustrate in Fig. 4 the spatial distribution of the low-uncertainty sample stars. Three maps in the (X, Y) plane are shown in the top panels. These maps are colour-coded by stellar counts, median metallicity, and median $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ (from left to right). The bottom panels of Fig. 4 show the same sample stars in the (R, Z) plane. We first remark that the spatial coverage is quite large (about 7 kpc in X , Y and Z), even though most of the sample is concentrated in the solar neighbourhood. However, it is worth noting that this figure shows (and comparison of it to the Kiel panels of Fig. 2) that the most metal-rich stars have preferentially larger $\log(g)$ are found closer to the Sun, while the most

⁵ A comparison of GSP-Spec T_{eff} and $\log(g)$ with literature values is commented on in [Recio-Blanco et al. \(2023\)](#).

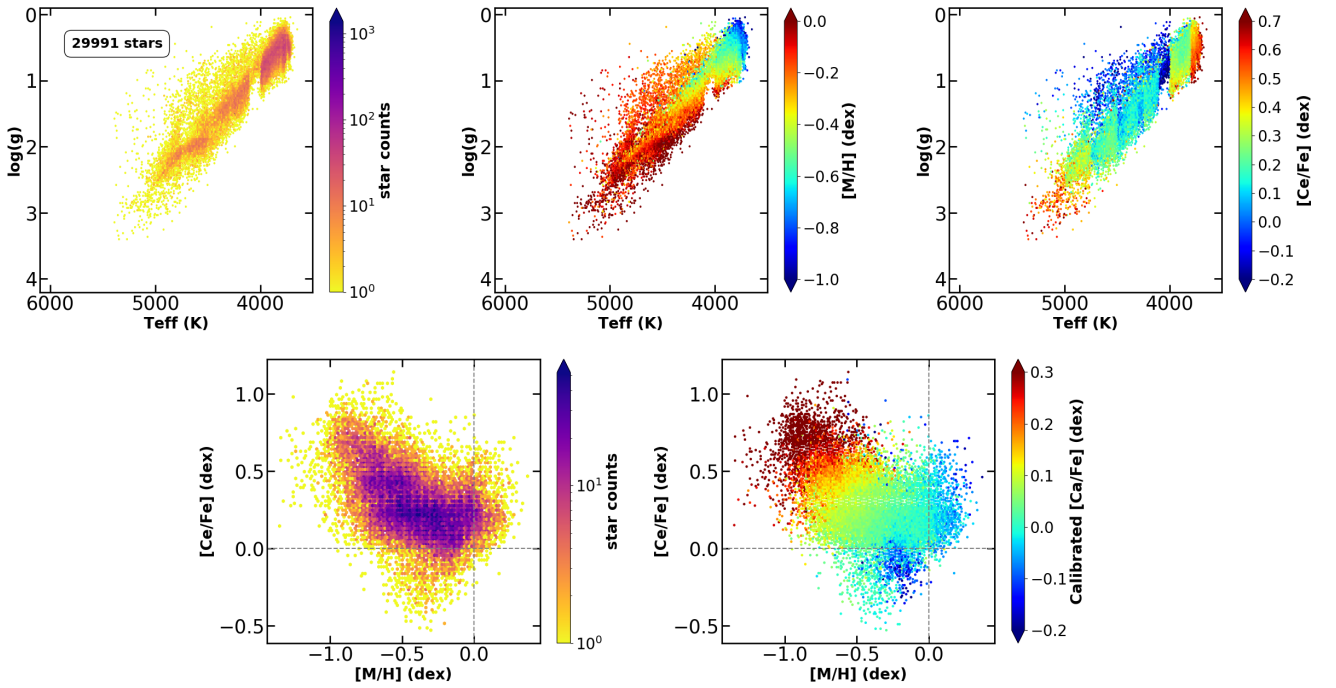


Fig. 3. *Upper panels:* Kiel diagram of the low-uncertainty sample stars colour-coded with stellar counts (*left panel*), medium metallicity per point (*central panel*), and medium cerium abundances (*right panel*). *Lower panels:* [Ce/Fe] vs. [M/H] distribution colour-coded in stellar counts (*left panel*) and median calibrated calcium abundances (*right panel*).

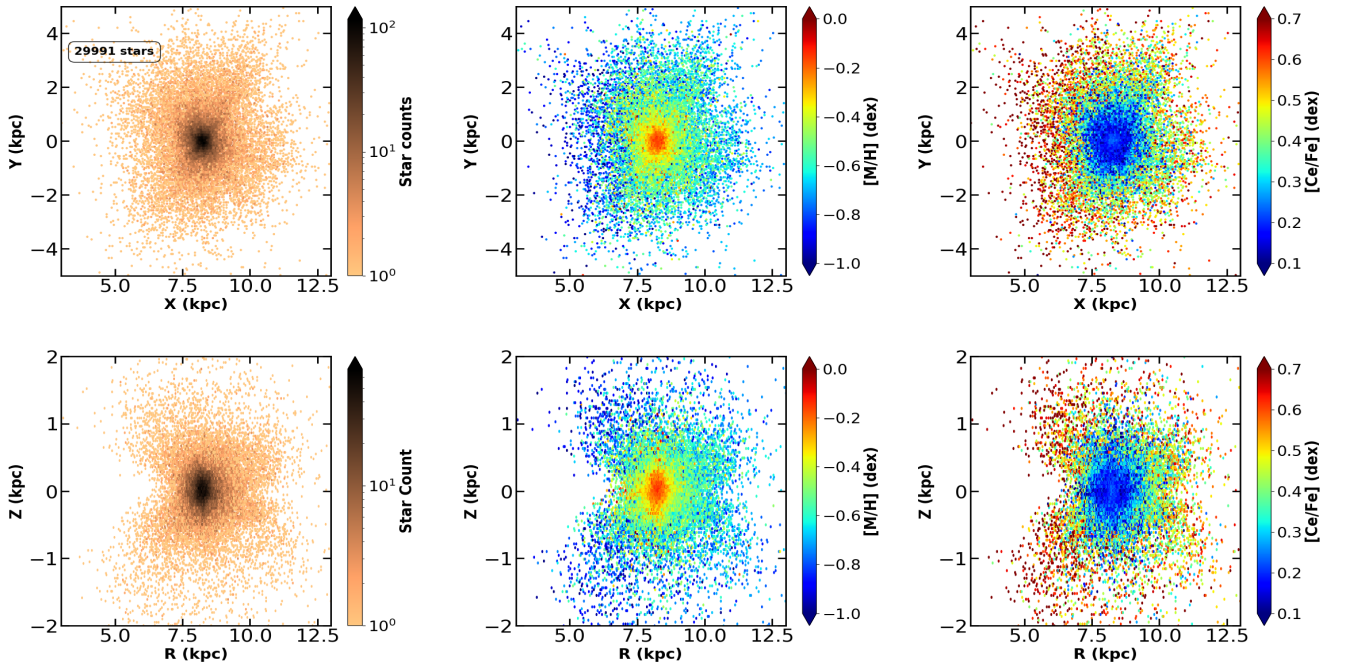


Fig. 4. Galactic distributions of the low-uncertainty sample stars. The *upper panels* show the distributions in Cartesian coordinates (X, Y), colour-coded from left to right by stellar counts, median metallicities, and median cerium abundances. The *bottom panels* show the (R, Z) distributions with similar colour-coding as the *top panels*.

metal-poor stars are more likely to be giants and can be seen out to larger distances. This results from some observational biases that are treated in Sect. 4.1

In addition to these possible biases, the closest stars, which are rather more metal rich and more Ce poor than the more distant stars, probably belong to the thin disc as they are mainly concentrated within ± 0.5 kpc from the Galactic plane. Moreover,

their Z_{\max} is lower than 0.8 kpc for about 90% of them. There could thus nevertheless be a small contribution from thick-disc or halo stars in this sample. On the other hand, stars with higher Ce abundances are found to be more metal poor (see Fig. 3) and are preferentially located outside the solar neighbourhood and/or at larger distances from the Galactic plane. Part of this population probably does not belong to the thin disc because it

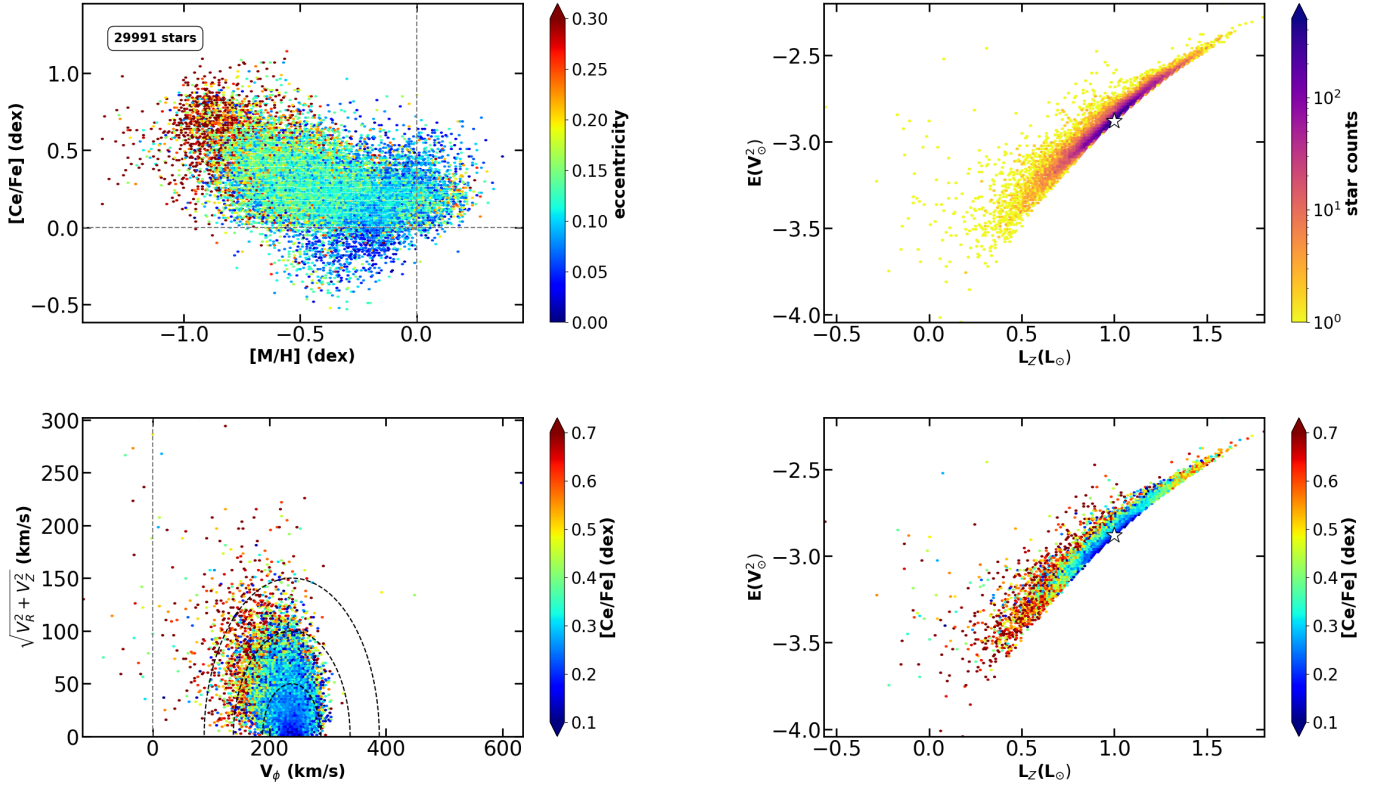


Fig. 5. *Left upper panel:* distribution of cerium vs. metallicity for the low-uncertainty sample stars, colour-coded with the eccentricity of their orbits. *Left lower panel:* Toomre diagram colour-coded with $[\text{Ce}/\text{Fe}]$. The circular dashed lines corresponds to $V_{\text{Tot}} = 50, 100$ and 150 km s^{-1} . *Right panels:* Energy-angular momentum (E, L_z) plane colour-coded by density (*top panel*), and medium cerium abundance (*lower panel*). The white star indicates the solar neighbourhood ($L_z = L_\odot, E \approx -2.88V_\odot^2$).

is located at $|Z| > 1 \text{ kpc}$. This agrees with their metallicity and Ca content (see the bottom right panel of Fig. 3).

3.3. Chemo-kinematics and chemo-dynamics

Based on the kinematical and orbital parameters presented in Palicio et al. (2023), we show in the upper left panel of Fig. 5 the Ce abundances with respect to the metallicity, colour-coded with the median eccentricity of their Galactic orbit. We remark that the stars with higher Ce abundances orbit on more eccentric orbits. This confirms that these stars probably do not belong to the thin disc. In contrast, more metal-rich stars with a Ce abundance are on almost circular orbits with Z_{max} smaller than $\sim 800 \text{ pc}$, which is typical of thin disc stars.

These trends are confirmed by the Toomre diagram of the low-uncertainty sample stars (left bottom panel of Fig. 5) colour-coded by the median $[\text{Ce}/\text{Fe}]$. Ce-enriched stars are mostly outside the annulus of 150 km s^{-1} , suggesting that they belong to the Galactic halo and/or thick disk. We can also see that a huge majority of these stars (95.4%) exhibit disc kinematical properties since their total velocity is always lower than $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$. This is confirmed by their Z_{max} , which is smaller than 800 pc for $\sim 85\%$ of the low-uncertainty sample. Despite this dominance of the disc population, it is worth noting that a smaller proportion of halo stars, including objects on retrograde orbits, is also present.

Finally, the right panels show the total energy E (rescaled in terms of V_\odot^2) with respect to the vertical component of the angular momentum L_z (fixed as positive in the direction of Galactic rotation), colour-coded in stellar counts (upper panel) and $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ abundances (lower panel). These plots again con-

firm that the large majority of the low-uncertainty sample stars is located inside the Galactic disc, and especially close to the Sun (indicated by the white star in the figure). In addition, lower angular momentum halo stars can be observed. Some of these stars fall into already identified halo substructures such as the Gaia-Enceladus-Sausage (GES; see Helmi et al. 2018; Belokurov et al. 2018; Myeong et al. 2018; Feuillet et al. 2020, 2021) at $|L_z|$ and $-2.8V_\odot^2 \lesssim E \lesssim -2.0V_\odot^2$. These stars are discussed in Sect. 5.1 by extending the analysis to the complete sample.

4. Cerium in the Galactic disc

In this section, we discuss the chemical evolution of cerium in the Galactic disc based on these GSP-Spec data. For this purpose, it has to be taken into account that the low-uncertainty sample defined in Sect. 2 could be biased by some selection function effects, for instance, spatial distribution and stellar parameter limitations. In particular, the GSP-Spec cerium line cannot be detected and measured for any combination of stellar atmospheric parameters. Ce abundances are indeed available only for giant stars, as already shown in Fig. 3. Moreover, only the brightest AGB stars located far outside the solar neighbourhood can have a derived $[\text{Ce}/\text{Fe}]$. Similarly, we showed that cerium abundances are measured with difficulty in crowded spectra of metal-rich and/or very cool stars. This could favour the detection of Ce-enriched stars, not always representative of the ISM Galactic content, due to the modification of the atmospheric s -element abundances in evolved low-mass stars caused by the internal

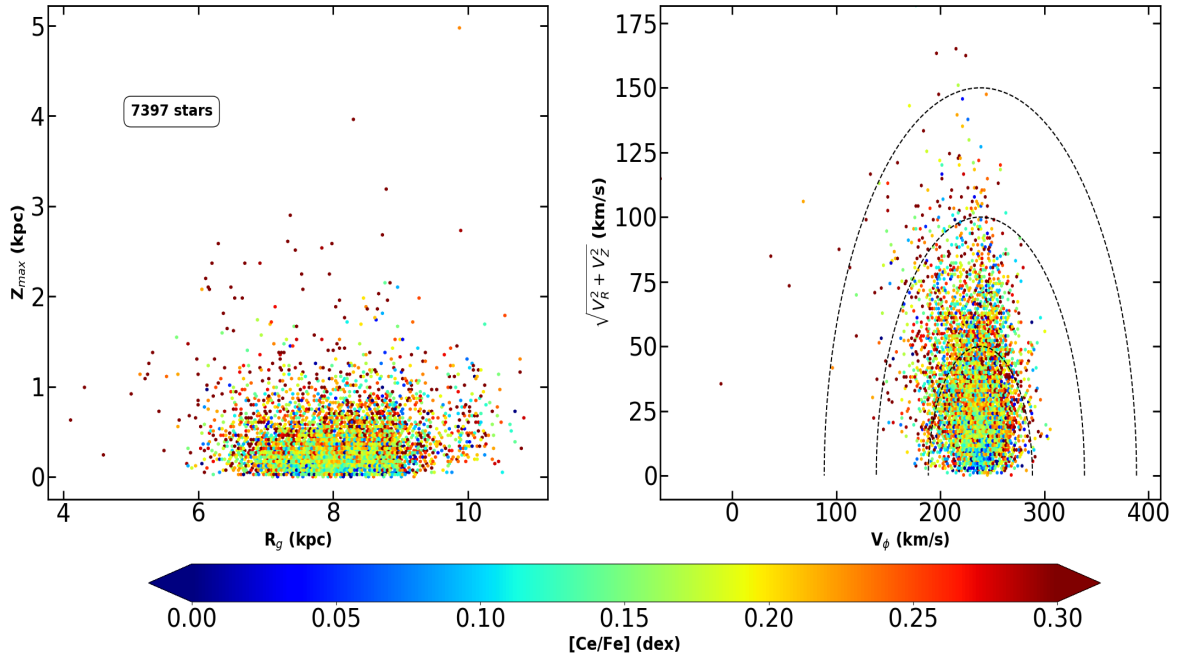


Fig. 6. *Left panel:* galactic distribution in the (R_g-Z_{\max}) plane of the high-quality sample stars colour-coded with the median cerium abundances per point. *Right panel:* Toomre diagram of the same stars.

production. To take these biases into account, we defined a new stellar subsample (called high-quality sample, hereafter) in order to discuss Galactic Ce gradients and trends. The Galactic evolution of this neutron-capture element is then interpreted based on a chemical evolution model. Finally, we explore the $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ abundances in open clusters by tracing Galactic gradients complementary to field stars.

4.1. High-quality sample of Ce abundances

To consider the most accurate Ce abundances (low uncertainties and best stellar parametrisation) and to avoid detection biases towards more Ce-rich stars, we selected only results for $S/N \geq 300$ and $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ uncertainty ≤ 0.10 dex. Then, since the Ce line is more easily detected in cool stars, we kept only stars with $3800 \leq T_{\text{eff}} \leq 4800$ K (as discussed from Fig. 3 and associated text). On one hand, hotter star spectra have a very weak and almost undetectable Ce line (as already shown in Fig. 1), thus only Ce-rich stars can be measured at these temperatures. On the other hand, the cut at low T_{eff} rejects the coolest AGB stars of the sample, most of them being metal poor and Ce rich (see the top panels of Fig. 3). These stars are probably enriched in Ce due to their internal nucleosynthesis and mixing. Their properties will be discussed in a future article.

Finally, the high-quality sample is composed of 7397 stars mainly located within 1 kpc from the Sun in $X - Y$ coordinates. The left panel of Fig. 6 shows their location in the (R_g-Z_{\max}) plane. Only a few of them have $|Z_{\max}| > 0.7$ kpc ($\sim 10\%$ of the sample). Their Galactic velocities are compatible with a membership to the disc, as can be deduced from the Toomre diagram presented in the right panel of Fig. 6, which shows that $\sim 85\%$ of them have a total velocity lower than ~ 70 km s $^{-1}$ and a Z_{\max} smaller than 700 pc.

4.2. $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ versus $[\text{M}/\text{H}]$ trends

In order to validate this high-quality sample, we illustrate the $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ trend with respect to metallicity in the top panel

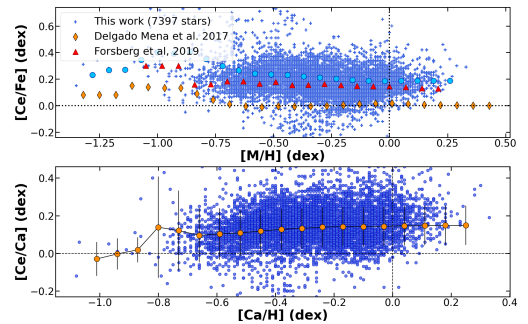


Fig. 7. *Top panel:* cerium and iron abundances ratio for the high-quality sample with respect to the metallicity. Red triangles and orange diamonds are mean $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ ratios for the stars of F19 and Delgado Mena et al. (2017), respectively (computed per bins of 0.07 dex). Sky blue points the mean of our data per bin of 0.07 dex in $[\text{Ca}/\text{H}]$. *Bottom panel:* $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ vs. $[\text{M}/\text{H}]$. Orange dots correspond to the mean of the measurements per bin of 0.07 dex, and the error bars correspond to the standard deviation in each bin.

of Fig. 7. We found a rather flat trend at a mean level of $[\text{Ce}/\text{Fe}] \sim 0.2$ dex for metallicities varying between ~ -0.7 up to $\sim +0.3$ dex. A similar behaviour and mean level of $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ is reported by F19, based on 277 stars (red triangles in Fig. 7, top panel). This flat trend also agrees with Reddy et al. (2006; 178 stars), Battistini & Bensby (2016; 365 stars), and Delgado Mena et al. (2017; orange diamonds in Fig. 7, top panel, 653 stars). These stars have $T_{\text{eff}} > 5300$ K and $S/N > 100$, according to their Sect. 4), although these authors report a lower $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ level ($\sim +0.0$ dex), probably resulting from different calibrations and/or reference scales. Finally, it is worth noting that in the low-metallicity regime ($[\text{M}/\text{H}] \lesssim -0.8$ dex), the high-quality sample is probably not statistically representative.

The bottom panel of Fig. 7 shows the $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ abundance ratio versus $[\text{Ca}/\text{H}]$. Orange dots again illustrate the running mean $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ abundance in bins of 0.07 dex in $[\text{Ca}/\text{H}]$. Error

bars are the associated standard deviation for each bin. For values of $[\text{Ca}/\text{H}]$ higher than ~ -0.7 dex (low statistics blur the trend at lower metallicities), we found a slightly increasing $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ abundance with increasing $[\text{Ca}/\text{H}]$ ($\delta[\text{Ce}/\text{Ca}]/\delta[\text{Ca}/\text{H}] = 0.087^{+0.013}$), similar to the trend of the high- α population of Griffith et al. (2021; this population represents their thin-disc low- $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ distribution). It is important to note that Griffith et al. (2021) used Mg abundances from APOGEE DR16 data, while the α -element reference is Ca in our study⁶. This continuous increase in $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ could be the consequence of the later contribution of AGB stars (main producers of s -process elements, such as cerium) in the Galactic chemical evolution history with respect to SN II (producers of α -elements as Ca). Moreover, we point out that we also found a rather flat distribution of the $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ ratio for $[\text{Ca}/\text{H}] > 0.1$ dex, whereas Griffith et al. (2021) reported a strong decrease. This is due to the different trend of our Ca and their Mg abundances. Their $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ remains constant for positive metallicities, in contrast to the continuous decrease in our $[\text{Ca}/\text{Fe}]$, as shown in Fig. 25 of Recio-Blanco et al. (2023). This continuous decrease agrees better with Galactic evolution models that predict a similar decrease in any $[\alpha/\text{Fe}]$ ratios with $[\text{M}/\text{H}]$. We also note that our $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ is systematically higher than that of Griffith et al. (2021), probably because of the different reference scales that were adopted.

Finally, we emphasize that this Fig. 7 and our conclusions are not modified when the calibrated metallicities proposed by Gaia Collaboration (2023a) are adopted. We therefore decide to not calibrate $[\text{M}/\text{H}]$ in the following.

4.3. Cerium abundance radial gradients.

The radial Ce abundance gradients of the Galactic disc were computed using a Theil-Sen fit of the high-quality sample trends with respect to i) the radial distance to the Galactic centre R , and ii) the guiding radius (R_g , approximated by the mean of the orbital apocentre and pericentre distances). Errors were computed by adopting a confidence level of 0.95.

First of all, we examined the $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ radial gradients, and flat gradients with respect to R or R_g were found. The corresponding fits are $\delta[\text{Ce}/\text{Fe}]/\delta R = -0.001^{+0.004}$ dex.kpc⁻¹ for the Galactic radius, and $\delta[\text{Ce}/\text{Fe}]/\delta R_g = -0.001^{+0.005}$ dex.kpc⁻¹ for the Galactic guiding radius.

We therefore find that the ISM $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ content is constant for R_g within 7.5 and 9.5 kpc from the Galactic centre. This flat gradient within the Galactic disc has a smaller slope (although it almost agrees within the error bars) with respect to the gradient in R_g reported by Tautvaišienė et al. (2021), assuming that their mean galactocentric distances are equivalent to our R_g . Considering only their thin-disc stars, they indeed found a radial gradient of 0.015 ± 0.007 dex.kpc⁻¹ over a similar range in R_g . We found 32 stars in common between the high-quality sample and Tautvaišienė et al. (2021), with a mean difference in $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ and a standard deviation of -0.25 and 0.16 dex, respectively. The two studies therefore agree well, although they are not on the same reference scale. However, this different scale do not affect the cerium gradient determination. As a consequence, the difference between the two derived gradients might be explained by the smaller number statistics of the Tautvaišienė et al. (2021) study, which relied on only 424 stars (i.e. less than 6% of the GSP-Spec

sample). As a consequence, selection function biases might be more important in this last study.

Secondly, the $[\text{Ce}/\text{H}]$ radial gradients were derived and were found to be marginally negative: $\delta[\text{Ce}/\text{H}]/\delta R = -0.028^{+0.017}$ dex.kpc⁻¹ and $\delta[\text{Ce}/\text{H}]/\delta R_g = -0.051^{+0.007}$ dex.kpc⁻¹. They are fully consistent with the $[\text{Ce}/\text{H}]$ and $[\text{La}/\text{H}]$ ⁷ horizontal gradients ($\delta[\text{Ce}/\text{H}]/\delta R = -0.024^{+0.003}$ dex.kpc⁻¹ and $\delta[\text{La}/\text{H}]/\delta R = -0.020^{+0.003}$ dex.kpc⁻¹) derived from Cepheids by da Silva et al. (2016) over a wider range of galactocentric distances (4–18 kpc). Our result also agrees with the negative radial metallicity gradients of the disc reported for *Gaia* data by (see Gaia Collaboration 2023a, Sect. 4).

4.4. Cerium abundance vertical gradients

On one hand, the $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ vertical gradient was derived with respect to the absolute distance to the Galactic plane $|Z|$. A positive trend was found with $\delta[\text{Ce}/\text{Fe}]/\delta Z = 0.122^{+0.016}$ dex.kpc⁻¹. On the other hand, the gradient with respect to the maximum orbital distance to the plane, Z_{max} , provides a rather similar value: $\delta[\text{Ce}/\text{Fe}]/\delta Z_{\text{max}} = 0.086^{+0.011}$ dex.kpc⁻¹. These two gradients are not affected when stars located at distances larger than ~ 600 pc from the plane are rejected. An opposite trend was found by Tautvaišienė et al. (2021; -0.034 ± 0.027 dex.kpc⁻¹) for their thin-disc gradient, probably due to the selection function biases we discussed above. Nevertheless, we note that these authors found a positive gradient for La in the thin disc ($\delta[\text{La}/\text{Fe}]/\delta R_g = 0.030^{+0.025}$ dex.kpc⁻¹) in better agreement with our vertical gradient and surprisingly in contrast with their Ce gradient.

Finally, we found decreasing $[\text{Ce}/\text{H}]$ vertical gradients: $\delta[\text{Ce}/\text{H}]/\delta Z = -0.453 \pm 0.035$ dex.kpc⁻¹ and $\delta[\text{Ce}/\text{H}]/\delta Z_{\text{max}} = -0.297 \pm 0.021$ dex.kpc⁻¹. These are related to the vertical metallicity gradient that we derived: $\delta[\text{M}/\text{H}]/\delta Z = -0.614 \pm 0.032$ dex.kpc⁻¹.

4.5. Comparison with Galactic evolution models

Spitoni et al. (2023) presented a new chemical evolution model designed to reproduce GSP-Spec $[\text{X}/\text{Fe}]$ versus $[\text{M}/\text{H}]$ abundance ratios, where X stands for several α -elements in the solar vicinity. This model is an extension of recent two-infall models (Spitoni et al. 2020, 2021) designed to reproduce APOKASC and APOGEE data assuming that high- and low- α sequence stars are formed by means of two independent episodes of gas infall. However, Gaia Collaboration (2023a) clearly showed a young chemical impoverishment in metallicity and with low $[\alpha/\text{Fe}]$ values. In the new model proposed by Spitoni et al. (2023), this population is well traced when the low- α population is generated by two sequential infall episodes. It is worth mentioning that this model is also able to reproduce the star formation history as constrained by previous *Gaia* releases (Bernard 2017; Ruiz-Lara et al. 2020). In conclusion, an original three-infall chemical evolution model for the disc components has been proposed. This three-infall model is also motivated by the recent work of De Cia et al. (2021), who highlighted the recent infalling gas of pristine chemical composition in the interstellar medium. Vincenzo & Kobayashi (2020) showed important signatures of recent metal-poor gas accretion from Milky Way-like simulations in the cosmological framework (0–2 Gyr ago).

⁶ We adopted Ca instead of Mg as several of the high-quality sample stars lack GSP-Spec magnesium abundances.

⁷ La is a second-peak s -process element that shares a similar production history as Ce (see e.g. Prantzos et al. 2018).

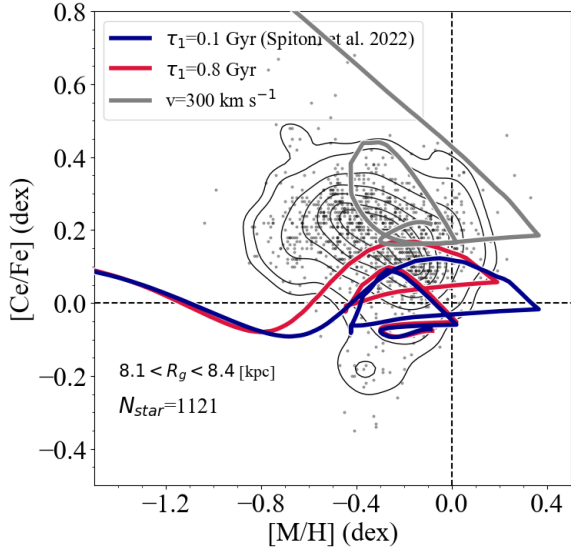


Fig. 8. Model predictions for the chemical evolution of Ce in the $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{M}/\text{H}]$ plane (high-quality sample). The blue line stands for the model assuming the same parameter as in Spitoni et al. (2023, see their Table 2). In this case, the timescale of the gas accretion for the high- α sequence is $\tau_1 = 0.1$ Gyr. The red line shows the case with $\tau_1 = 0.8$ Gyr. The grey line represents the model where the yields of Limongi & Chieffi (2018) for rotating massive stars assuming that all stars rotate with an initial velocity of 300 km s^{-1} have been considered. GSP-Spec stars with guiding radii R_g between 8.1 and 8.4 kpc are indicated with grey points. The contour lines enclose fractions of 0.95, 0.90, 0.75, 0.60, 0.45, 0.30, 0.20, and 0.05 of the total number of observed stars.

We refer to Table 2 of Spitoni et al. (2023) for the values of the adopted model parameters.

In this section, we show predictions of this three-infall model for the chemical evolution of Ce. We recall that Ce is formed from both the s - and r -process channels (Arlandini et al. 1999):

- The most part of the s -process in Ce is synthesised in low-mass AGB stars in the mass range $1.3\text{--}3 M_{\odot}$, and the corresponding yields are taken from Cristallo et al. (2009, 2011).
- The contribution of the s -process from rotating massive stars was also taken into account. First implemented by Cescutti et al. (2013), Cescutti & Chiappini (2014), Cescutti et al. (2015) considering the nucleosynthesis prescriptions of Frischknecht et al. (2012), we included the yields of Frischknecht et al. (2016), as indicated in Table 3 of Rizzuti et al. (2019). We also tested the yields produced by rotating massive stars as proposed by Limongi & Chieffi (2018).
- The Ce yields produced by the r -process have been computed scaling the Eu yields according to the abundance ratios observed in r -process-rich stars (Snedden et al. 2008). For Eu nucleosynthesis, we included the production of Eu from neutron star mergers (NSM). Following the prescriptions of Matteucci et al. (2014) and Cescutti et al. (2015), the value of the NSM yield is $2 \times 10^{-6} M_{\odot}$ and the time delay due to the coalescence of the two neutron stars is equal to 1 Myr. We refer to Sect. 3.2.2 of Grisoni et al. (2020) for further details.

In Fig. 8 we compare our model predictions for $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ versus $[\text{M}/\text{H}]$ abundance ratio in the solar vicinity with the high-quality sample stars defined above. We also considered only

stars with guiding radii $R_g \in [8.1, 8.4]$ kpc, consistent with the Spitoni et al. (2023) stellar samples.

First, we recall that Grisoni et al. (2020) followed the evolution of the Galactic thick and thin discs with a parallel approach (Grisoni et al. 2017) by means of two distinct infall episodes evolving separately (i.e. two distinct chemical evolution tracks in the $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]$ space). Our model predictions agree with the findings reported in Fig. 2 of Grisoni et al. (2020) for the high- α sequence, although less Ce-rich stars are predicted when compared to the GSP-Spec observations (see discussion below). On the other hand, for low- α stars, the chemical dilution from gas infall episodes (which create two loop features in the $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ versus $[\text{M}/\text{H}]$ ratio plane) is absent in the Grisoni et al. (2020) prediction.

The most recent dilution event, which started ~ 2.7 Gyr ago, has the main effect of impoverishing the metallicity of the younger stellar populations (see Gaia Collaboration 2023a) and also allows us to predict the young population at subsolar $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ and $[\text{M}/\text{H}]$ values seen in Fig. 8.

In addition, we tested the effects on the model of different values for the timescales of gas accretion in the high- α sequence assuming 0.1 Gyr (as in Spitoni et al. 2023) and 0.8 Gyr. We note that a longer timescale helps to better reproduce the data by predicting higher $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ values, as observed. Different nucleosynthesis prescriptions to improve the agreement between the three-infall model and the observed $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ even more, especially some stars with higher $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ values, will be considered in a future work. But we can already conclude that the *three-infall* chemical evolution model well reproduces the observed $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ abundances if a longer results time-scale for the last gas accretion is considered.

Finally, we stress that our results also agree with the model predictions of Prantzos et al. (2018), who considered the yields of massive stars of Limongi & Chieffi (2018) weighted by a metallicity-dependent function of the rotational velocities. In Fig. 8 we also show the results for an extreme case. We assumed the same parameter as in Spitoni et al. (2023), but considering the contribution of rotating massive stars of Limongi & Chieffi (2018), where all stars rotate with the highest initial velocity of 300 km s^{-1} . We are aware that this choice for all stars formed at all metallicities is not physically motivated. However, Fig. 8 shows that a larger contribution of the highest velocity stars could improve the agreement with the data presented in this work. Nevertheless, as shown in Rizzuti et al. (2019), this extreme nucleosynthesis prescription overproduces the ratio of $[\text{Ba}/\text{Fe}]$ and $[\text{Sr}/\text{Fe}]$ abundance ratios.

4.6. Cerium in open clusters

To trace the Ce content in the Galactic disc, we also searched for stars belonging to Galactic open clusters (OC). Since rather few OC members were found within the high-quality sample, we adopted the low-uncertainty sample. To select the OC members, we proceeded as in Gaia Collaboration (2023a) by adopting OC properties and, in particular, ages, from Cantat-Gaudin et al. (2020), Castro-Ginard et al. (2022) and Tarricq et al. (2021). These parameters were derived from stars with a membership probability ≥ 0.7 . The adopted Galactocentric distances for the clusters are those of Gaia Collaboration (2023a). We found 82 stars with $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ estimates belonging to 53 different OCs. Thirty-six of these OCs have only one member in our sample, 12 OCs have two members, and 5 OCs have three or more members. Table B.1 contains the mean $[\text{M}/\text{H}]$, $[\text{Ce}/\text{Fe}]$, $[\text{Ca}/\text{Fe}]$, and number of stars for our 53 open clusters.

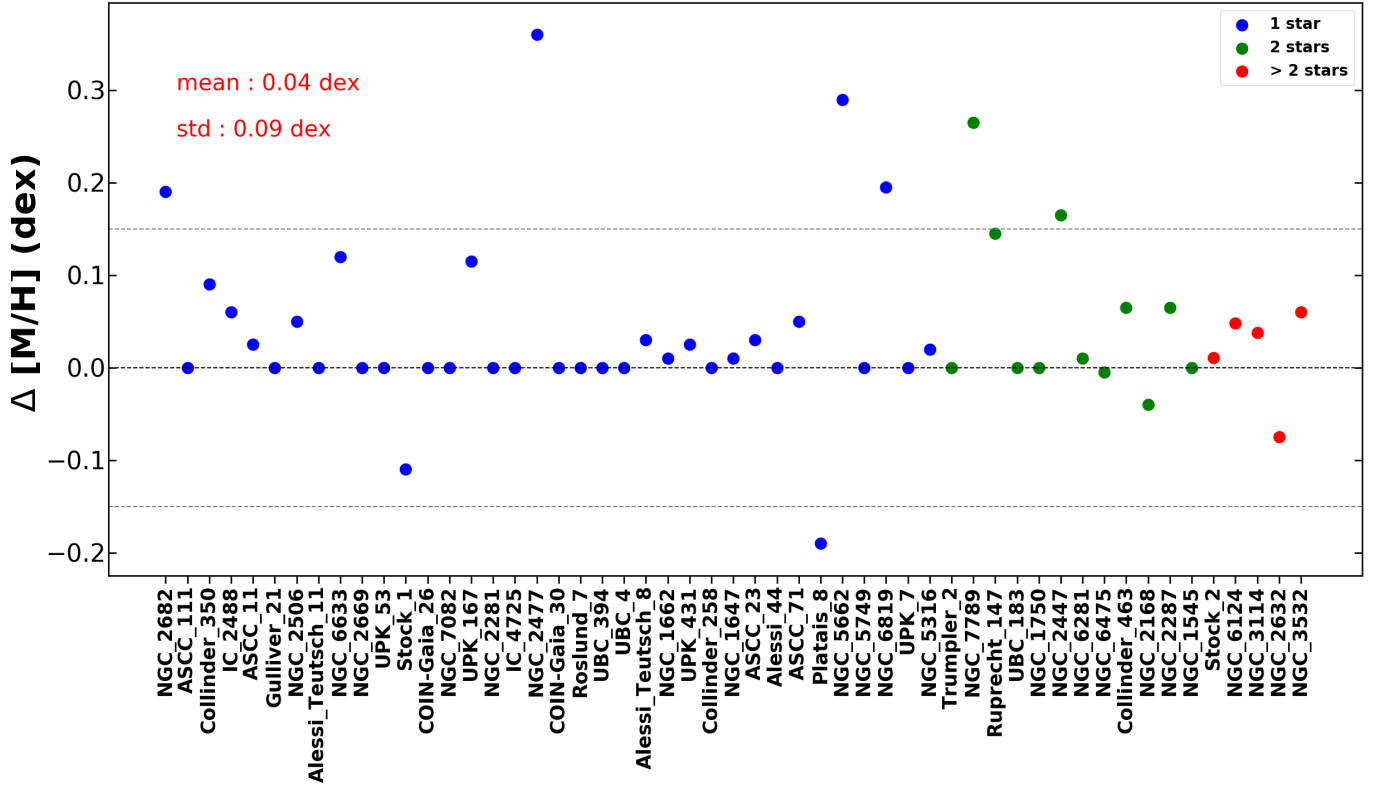


Fig. 9. Difference between literature and GSP-Spec open cluster metallicities (computed as the mean $[M/H]$ of their member) for OC with at least one cerium abundance. Blue, green, and red points indicate the number of stars belonging to each OC (one, two, or more than two members, respectively). The two horizontal lines at ± 0.15 dex indicate the OC with good metallicities that are kept for further analysis.

First, the mean metallicity and associated standard deviation for each cluster were derived. Figure 9 compares the GSP-Spec mean metallicities for each of them with that of the above-mentioned catalogues. Since these mean $[M/H]$ were estimated from the stars with a Ce abundance, this OC sample is biased by the Ce line detection: for instance, there is a lack of metal-rich clusters. In any case, an excellent agreement is found, with a mean metallicity difference of 0.04 dex and a standard deviation of 0.09 dex, which again confirms the high quality of the GSP-Spec chemical analysis. The metallicity of only three open clusters differs by more than 0.2 dex with respect to the reference value, two of which have only one member (their metallicity difference is around 0.3 dex). In the following, we have kept only the 46 OC with a $[M/H]$ difference with respect to the literature within ± 0.15 dex. These good metallicities should be associated with our best derived $[Ce/Fe]$. We also note that the global accuracy in $[M/H]$ shown in Fig. 9 was very slightly improved when we applied the calibration in metallicity proposed in Table 3 of Recio-Blanco et al. (2023), but the precision remained the same.

We therefore decided to calibrate these metallicities no longer. Fig. 10 compares the GSP-Spec $[Ce/M]$ values with OC literature measurements: Maiorca et al. (2011; red circles), Reddy et al. (2012; green circle), Casamiquela et al. (2021; purple circles), and Sales-Silva et al. (2022; blue circles). The differences between these literature studies and GSP-Spec cerium abundances are $\Delta[Ce/Fe] = 0.07 \pm 0.00$, -0.19 ± 0.0 , -0.11 ± 0.21 , and -0.17 ± 0.13 , respectively. We remark that we found a relatively good agreement for our cerium abundances, even though the reference level of Reddy et al. (2012) and Sales-Silva et al. (2022) seems to be different than ours. This last work is indeed on the same scale as the APOGEE DR16 data (they found

a mean difference between their $[Ce/H]$ values and that of APOGEE DR16 of 0.05 ± 0.16). We note that the reference scale of Maiorca et al. (2011) is close to ours, but the difference of 0.07 dex between GSP-Spec data and that of Maiorca et al. (2011) could be explained by the different solar abundances they adopted. They found super-solar abundances of Ce (and elements mainly produced by s - process, e.g., Y, Zr, and La) for their younger OC (with age < 1.5 Gyr).

We illustrate the behaviour of these OC mean $[Ce/Fe]$ abundances in Fig. 11. The left panel shows $[Ce/Fe]$ versus $[M/H]$ colour-coded by the cluster ages. We first remark that older OCs appear to be more enriched in Ce than younger OCs, in contrast to what was found in Sales-Silva et al. (2022). This might be caused by the GSP-Spec biases that are induced when the Ce lines were analysed. This analysis indeed favours the selection of Ce-enriched cool stars in the low-uncertainty sample, as we showed in Fig. 3. When only stars from the high-quality sample are selected (20 stars belonging to 14 OCs), the relation we found between $[Ce/Fe]$ and age is unaffected. Removing AGB stars or stars whose $v_{\text{broad}} < 9 \text{ km s}^{-1}$ (43 stars) does not affect the relation we found either. Nevertheless, young stars may be affected by chromospheric activity (Spina et al. 2020). We found no sign of chromospheric activity for these stars according to *Gaia* DR3 data (*activityindex_espcs* in *gaiadr3.astrophysical_parameters*), however.

The central panel presents the OC mean $[Ce/Fe]$ abundances with respect to their guiding radius colour-coded with age. Over a guiding radius varying between ~ 7.2 kpc and 10.5 kpc, we found a radial gradient with a very small slope: $\delta[Ce/Fe]/\delta R_g = 0.05 \pm 0.09 \text{ dex.kpc}^{-1}$. We highlight that this value agrees (within the error bar) with the flat gradient reported in Sect. 4.3 from

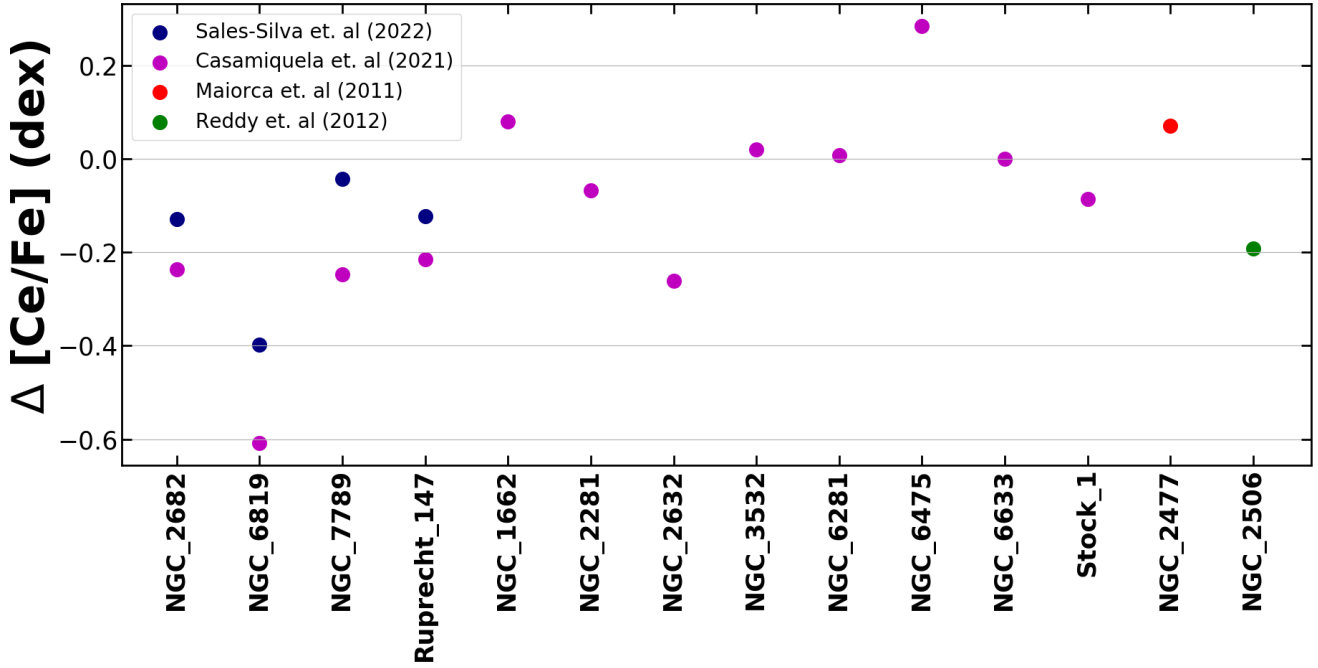


Fig. 10. Difference between literature (blue circles are OC from Sales-Silva et al. 2022, purple circles from Casamiquela et al. 2021, red circles from Maiorca et al. 2011, and green circles from Reddy et al. 2012) and GSP-Spec open cluster $[\text{Ce}/\text{M}]$ (computed as the mean $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ of their member) for OC with at least one cerium abundance.

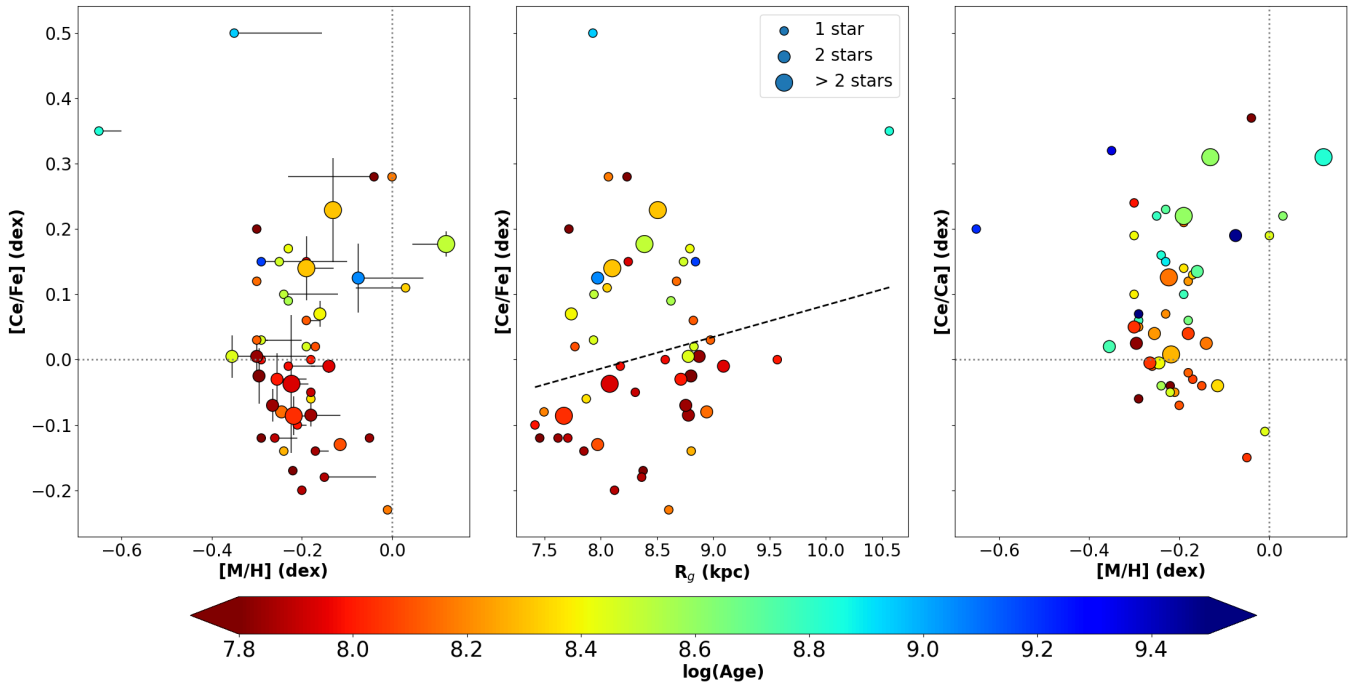


Fig. 11. *Left panel:* $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{M}/\text{H}]$ colour-coded with the OC ages. Each $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ and $[\text{M}/\text{H}]$ value is the mean of all the OC members. Vertical error bars are the mean dispersion in cerium abundances (star-to-star scatter), and the horizontal lines link the GSP-Spec $[\text{M}/\text{H}]$ to the reference values. *Central panel:* $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ abundances with respect to the guiding radius colour-coded with age. The dashed line illustrates the derived radial gradient. *Left panel:* $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ ratio with respect to the metallicity colour-coded with the age.

the analysis of field disc stars. We note that removing the most distant cluster does not change the OC gradient significantly ($\delta[\text{Ce}/\text{Fe}]/\delta R_g = 0.00^{\pm 0.07} \text{ dex.kpc}^{-1}$). As a comparison, Sales-Silva et al. (2022) reported an increasing gradient ($\delta[\text{Ce}/\text{Fe}]/\delta R = 0.014^{\pm 0.007} \text{ dex.kpc}^{-1}$) over a wider range of R ($\sim 6\text{--}15 \text{ kpc}$), which is compatible within the error bars with

our gradient. Finally, our OC radial gradient considering $[\text{Ce}/\text{H}]$ ($\delta[\text{Ce}/\text{H}]/\delta R_g = -0.01^{\pm 0.15} \text{ dex.kpc}^{-1}$) is compatible within the error bars with that of Sales-Silva et al. (2022), $\delta[\text{Ce}/\text{H}]/\delta R_g = -0.070^{\pm 0.007} \text{ dex.kpc}^{-1}$.

Finally, the right panel shows the $[\text{Ce}/\text{Ca}]$ ratio as a function of metallicity colour-coded with age. No clear trend between

[Ce/Ca] versus [M/H] is seen because of the large scatter. The youngest OC seem to present lower [Ce/Ca] values, which contradicts with what found in Sales-Silva et al. (2022), for instance. To conclude, a further investigation on the biases of our young open clusters could be useful to understand the behaviour we obtained.

5. Cerium in the Galactic halo

As already mentioned in Sect. 3, some GSP-Spec stars with cerium abundances belong to the Galactic halo. We explore the properties of some of them below.

5.1. Cerium in accreted stars

Gaia stellar orbits and kinematics have unveiled the considerable proportion of merger debris in the halo (e.g. Helmi et al. 2018, and references therein), now mixed up with in situ formed objects. As already mentioned above, a small fraction of the low-uncertainty sample stars has the chemo-kinematical and dynamical characteristics of halo stars. *Gaia* Collaboration (2023a) have explored the *Gaia* DR3 chemical diagnostics of accretion by analysing the metallicity and $[\alpha/\text{Fe}]$ characteristics of stars in several overdensities in the ($E - L_z$) diagram. To complement this first study, we explored the cerium content of these external systems.

In order to search for accreted stars with derived cerium abundances and to increase the statistics, we adopted the complete sample and rejected all stars for which the *KMgiantPar* flag was equal to unity and $\text{gof} > -3.80$ to avoid any parametrisation issue.

Then, after cross-matching with the sample of stars in halo dynamical overdensities presented in *Gaia* Collaboration (2023a), we found a total of 17 candidate stars with GSP-Spec Ce abundances, two, six, and nine of which lie within the Thamnos (Koppelman et al. 2019; Helmi 2020), the Helmi Stream (Helmi et al. 1999), and the Gaia-Enceladus-Sausage (GES, Helmi et al. 2018; Belokurov et al. 2018; Myeong et al. 2018; Feuillet et al. 2020, 2021) substructures, respectively. Only one of them is found within the low-uncertainty sample (*Gaia* DR3 1294315577499064576 in Thamnos), the others have larger [Ce/Fe] uncertainties, as expected for these fainter objects. We also verified that none of these candidate stars is affected by the observational biases discussed above, which might favour the detection of Ce-enriched stars.

Two of these 17 candidates from the Helmi Stream have already published chemical abundances from the literature, and their accreted nature has already been reported. Sheffield et al. (2012) provided very similar atmospheric parameters for *Gaia* DR3 816615227344979328 to the GSP-Spec ones with differences in T_{eff} , $\log(g)$, and [M/H] of 16 K, 0.08, and 0.17 dex, respectively. They confirmed its accreted nature through radial velocities combined with chemical diagnostics (this star has a lower [Ti/Fe] abundance ratio than disc stars). We also have an excellent agreement for the atmospheric parameters of *Gaia* DR3 1275876252107941888: the highest ΔT_{eff} , $\log(g)$, and [M/H] is 100 K, 0.3, and 0.10 dex, respectively, with respect to Burris et al. (2000), Ishigaki et al. (2013), Mishenina & Kovtyukh (2001). Our cerium abundance ([Ce/Fe] = 0.27 ± 0.15 dex) is also fully compatible (within the error bars) with that of Mishenina & Kovtyukh (2001; [Ce/Fe] = 0.16 dex) and with other already published *s*-elements abundances such as barium (Ba, $Z = 56$) and lanthanum (La, $Z = 57$) reported by Burris et al. (2000; [Ba/Fe] = 0.08,

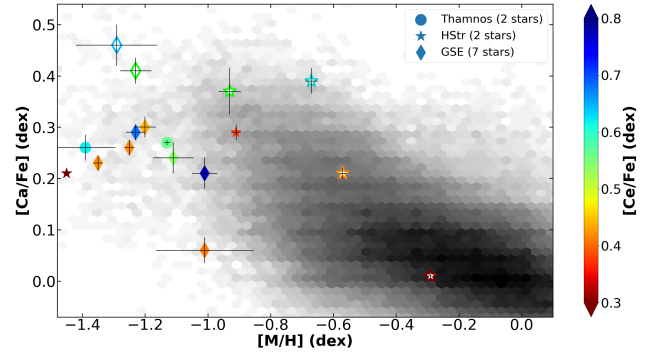


Fig. 12. [Ca/Fe] vs. [M/H] colour-coded with [Ce/Fe] abundances for the identified candidate accreted stars. Circles, stars, and diamonds represent stars belonging to Thamnos, the Helmi Stream, and GSE, respectively. The filled symbols refer to the stars that were selected as good member candidates because of their lower [Ca/Fe], and the empty symbols are the rejected candidates. The density plot in the background are stars from the solar neighbourhood (see text for more details).

[La/Fe] = 0.15 dex) and Ishigaki et al. (2013; [La/Fe] = 0.25). Moreover, Gull et al. (2021) recently identified this star as belonging to the Helmi Stream and classified it as being moderately *r*-process enhanced.

To chemically confirm the accreted nature of the other 15 stars in our sample, we used the *Gaia* [Ca/Fe] diagnostic, as already performed in *Gaia* Collaboration (2023a) using the $[\alpha/\text{Fe}]$ ratio. Figure 12 presents the 17 candidate stars in the ([Ca/Fe] – [M/H]) plane, colour-coded with [Ce/Fe] abundances. For comparison purposes, the background density plot illustrates a selection of high-quality calcium abundances in the solar cylinder, as defined in Sect. 7 of *Gaia* Collaboration (2023a). The typical uncertainties in [Ca/Fe] of these comparison stars are lower than 0.05 dex. This figure shows that 11 of the candidate stars are metal poor ([M/H] < -0.9 dex) and have low [Ca/Fe] ([Ca/Fe] < 0.3 dex) with respect to the standard halo values, as expected for stars that formed in satellite systems. The upper [M/H] and [Ca/Fe] boundaries of our selection are defined by the Helmi Stream star *Gaia* DR3 816615227344979328, which has a confirmed accreted nature in the literature. Table 3 presents the atmospheric parameters and [Ca/Fe] and [Ce/Fe] abundances of our finally selected 11 accreted stars.

Finally, based on this sample of accreted stars, we computed the mean and standard deviation of [M/H], [Ca/Fe], and [Ce/Fe] for each system (see Table 3). For this sample (although based on low-statistics numbers) and within the error bars, the three accreted systems have a rather similar mean metallicity and extremely close mean [Ca/Fe] values. Moreover, Thamnos and GSE appear to have rather similar [Ce/Fe] values, and thus close values of [Ce/Ca] ratios around ~ 0.3 dex, which might suggest a rather similar chemical evolution history. In contrast, the Helmi Stream appears to be less enriched in cerium, and its [Ce/Ca] ratio is found to be much lower (~ 0.07 dex) than for the other two systems. There are very few previous studies on *s*-process abundances in these accreted systems. On one hand, Aguado et al. (2021) reported a mean barium abundance for GSE lower than our [Ce/Fe] abundance by about 0.7 dex. On the other hand, Matsuno et al. (2021) found some GSE stars enhanced in Ba and La, in agreement with our cerium abundances (with abundances varying from -0.2 to 1.1 dex and mean [Ba/Fe] and [La/Fe] close to 0.4 and 0.2 dex).

Finally, Recio-Blanco et al. (2021), who analysed Y and Eu abundances on Milky Way satellite galaxies, halo stars,

Table 3. S/N , T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$, $[Ca/Fe]$, and $[Ce/Fe]$ (and their associated uncertainties) for the 11 accreted stars.

<i>Gaia</i> DR3 Id	S/N	T_{eff} (K)	$\log(g)$	$[M/H]$ (dex)	$[Ca/Fe]$ (dex)	$[Ce/Fe]$ (dex)
Thamnos				-1.26 ± 0.13	0.26 ± 0.01	0.59 ± 0.03
1294315577499064576	657	4309	1.09	-1.13 ± 0.01	0.27 ± 0.01	0.56 ± 0.08
6423592399737133184	102	4180	0.53	-1.39 ± 0.09	0.26 ± 0.02	0.62 ± 0.22
Helmi Stream				-1.18 ± 0.27	0.25 ± 0.04	0.32 ± 0.05
816615227344979328	174	3916	0.68	-0.91 ± 0.02	0.29 ± 0.02	0.37 ± 0.17
1275876252107941888	410	4391	0.70	-1.45 ± 0.01	0.21 ± 0.01	0.27 ± 0.15
Gaia-Sausage-Enceladus				-1.16 ± 0.12	0.28 ± 0.08	0.53 ± 0.13
4454379718774068736	221	4432	0.68	-1.35 ± 0.01	0.23 ± 0.02	0.42 ± 0.18
4231500087527853696	214	4314	0.80	-1.25 ± 0.01	0.26 ± 0.01	0.42 ± 0.14
810961091879119616	93	4319	0.94	-1.01 ± 0.04	0.21 ± 0.03	0.77 ± 0.21
2744053785077163264	197	4141	0.76	-1.01 ± 0.15	0.06 ± 0.02	0.41 ± 0.19
3232875420468258432	97	4250	1.50	-1.11 ± 0.07	0.24 ± 0.03	0.54 ± 0.17
921352299825726208	89	4126	0.66	-1.20 ± 0.04	0.30 ± 0.02	0.44 ± 0.21
614044052605639936	195	4263	0.79	-1.23 ± 0.03	0.29 ± 0.02	0.68 ± 0.19

Notes. For these three accreted systems, we also report the mean and standard deviation of their chemical abundances in boldface.

and globular clusters, showed that the abundances of another s -element $[Y/Fe]$ in low-mass satellites could be slightly lower than in higher-mass satellites in the intermediate-metallicity regime. When a similar behaviour is assumed for Ce, our lower $[Ce/Fe]$ abundances for the Helmi Stream stars could suggest a lower mass of the parent system of this substructure with respect to the other two. It is interesting to point out that, indeed, Koppelman et al. (2019) provided a mass estimate for the Helmi Stream progenitor of about $10^8 M_{\odot}$, while the GES mass estimate from simulations would be six times higher (Helmi 2020).

5.2. Globular clusters: M4 is Ce enriched

We also searched for cerium abundances in stars belonging to Galactic globular clusters (GC). We followed the same procedure as in Gaia Collaboration (2023a). First, we cross-matched the Harris catalogue (Harris 1996) with GSP-Spec data (complete sample) using a maximum separation in the sky of 0.5 degrees. Then, we rejected all potential GC members whose radial velocity departed by more than 20 km s^{-1} from the median value of each GC.

By this method, we found two stars belonging to M4 (NGC 6121: *Gaia* DR3 6045464990827780608 and 6045463719528135808), and we added two others (6045464166204745344 and 6045490623204749824) found in Yong et al. (2008), who also studied the two first stars. For these four stars, we confirmed that their proper motions agree well with that of M4, and we found a mean metallicity of -1.20 dex (and a standard 0.08 dex). This mean metallicity is fully compatible with the works of Carretta et al. (2009) and Yong et al. (2008), with differences in metallicity smaller than 0.10 dex, showing the excellent parametrisation of GSP-Spec for these stars. GSP-Spec T_{eff} and $\log(g)$ values of these four stars are also fully compatible with that of Yong et al. (2008). The mean and standard deviation of the differences between the GSP-Spec and Yong et al. (2008) values are 1 ± 45 K and -0.08 ± 0.08 , respectively.

GSP-Spec $[Ce/Fe]$ abundances also fully agree with those of Yong et al. (2008) with a mean difference of -0.05 dex, in the sense GSP-Spec minus Yong et al. (2008), and a standard deviation of 0.11 dex.

As a consequence, we found a mean $[Ce/Fe]$ abundance ratio for M4 equal to 0.46 ± 0.07 dex. This value fully agrees with that found by Yong et al. (2008) for their 11 members ($[Ce/Fe] = 0.50 \pm 0.10$ dex). We note that Yong et al. (2008) also found an enhancement in s -process elements (Ce, Ba, and Pb) in M4 with respect to M5, a globular cluster whose s - and r -elements content is similar to that of halo field stars. This could reveal that the contributing sources of the s -process differ between these two globular clusters and may suggest that M4 could have had a different chemical origin and evolution than M5 and other halo stars. We note that our M4 mean metallicity and $[Ce/Fe]$ abundance are similar to those of Gaia Sausage-Enceladus. The mean $[Ca/Fe]$ value is also similar (0.28 dex).

Finally, our $[Ce/Fe]$ is also fully compatible (within the error bars) with other s -process element abundances reported by Brown & Wallerstein (1992) from the analysis of three stars ($[Ba/Fe] = 0.57$ dex and $[La/Fe] = 0.43$ dex). In summary, our work therefore confirms the enrichment of M4 in s -process elements with respect to iron.

6. Conclusions

The aim of this paper was to explore the cerium content in the Milky Way disc based on the *Gaia* GSP-Spec derived chemical abundances. We first validated the LTE GSP-Spec cerium abundances with GALAH DR3, APOGEE DR17, and Forsberg et al. (2019) data. We found a good global agreement, even though GALAH and APOGEE do not seem to be on the same scale as GSP-Spec and F19.

We then selected good-quality samples of GSP-Spec cerium abundances using different flag combinations. The general Galactic properties of the selected stars were discussed. We found that a majority of these stars are located within ~ 1 kpc from the Sun, and that the sample is only composed of giant stars. They belong mainly to the disc as more than 95% of them have a rather low total velocity in the Toomre diagram and a Z_{max} lower than 800 pc. Nevertheless, our sample also contained some metal-poor and cerium-rich stars belonging to the halo, as can be concluded from their velocity, eccentricity, calcium abundances, and their spatial distribution. We also found a young cerium-poor population of stars, as already mentioned in Gaia Collaboration (2023a).

We studied the chemical evolution of cerium in the Galactic disc. For this purpose, we selected a high-quality sample of stars within the parameter range defined by the most sensitive detection degree of the Ce line we used, and excluding cool AGB stars that might be polluted by internal *s*-element production. Based on these different samples, our main results are listed below.

- The radial and vertical gradients of [Ce/Fe] and [Ce/H] in the disc were estimated. We found a flat radial gradient in [Ce/Fe] by adopting both the galactocentric radius and the guiding radius, in agreement with previous findings. The radial gradient in [Ce/H] is found to be strongly negative, consistent with the radial gradient in metallicity. We also found a strong positive vertical gradient in [Ce/Fe] and a negative vertical gradient in [Ce/H]. Moreover, we found a slightly increasing [Ce/Ca] versus [Ca/H] up to [Ca/H] < −0.1 dex, showing the later contribution of AGB stars in the Galactic chemical evolution with respect to super-novae II, which are the main producers of *s*-process and α -elements, respectively.
- Our data can be well reproduced by a new three-infall Galactic chemical evolution model (see Spitoni et al. 2023), in which a timescale for the last gas accretion of about 0.8 Gyr is favoured.
- Eighty-two stars with Ce abundances belonging to 53 different OCs have been identified. The derived OC GSP-Spec mean metallicities estimated from stars with Ce abundances agree excellently with the literature metallicities. The relations between OC mean [Ce/Fe], metallicities, and ages were discussed. The derived OC radial gradient in [Ce/Fe] is compatible with the one derived from field stars (within the error bars). A large proportion of our OCs are very young (<1 Gyr) and show a large dispersion in cerium abundances.

We then explored the Ce content in the Galactic halo. Our results are again listed below.

- The mean [Ce/Fe] abundance ratio in the M 4 globular cluster was estimated based on the identification of four of its members. This cluster is found to be enriched in Ce with respect to iron.
- The cerium abundances in three accreted substructures of the Galactic halo (Helmi Stream, Thamnos, and GSE) were then discussed. Two of the GSP-Spec Helmi Stream stars with derived [Ce/Fe] were already known in the literature. Their atmospheric parameters as well as their cerium abundance are fully compatible with that derived by GSP-Spec. Our sample allowed us to estimate the mean [Ce/Fe] content in these accreted systems. We found that the Helmi Stream could be slightly underabundant in cerium compared to the two other systems.

All these results confirm the excellent quality of the *Gaia* data and of the GSP-Spec physico-chemical parametrisation. This study will be extended to the two other *s*-element abundances estimated by GSP-Spec (Nd and Zr), in combination with the analysis of Ce-rich AGB stars identified in this work.

Acknowledgements. We thank the referee for their valuable comments. ES received funding from the European Union’s Horizon 2020 research and innovation program under SPACE-H2020 grant agreement number 101004214 (EXPLORE project). ARB also acknowledges support from this Horizon program. PAP and EP thanks the Centre National d’Etudes Spatiales (CNES) for funding support. VG acknowledges support from the European Research Council Consolidator Grant funding scheme (project ASTEROCHRONOMETRY, G.A. n. 772293, <http://www.asterochronometry.eu>). Special thanks to Niels Nieuwmunster and Botebar for grateful comments on figures. This work has made use of data from the European Space Agency (ESA) mission *Gaia* (<https://www.cosmos.esa.int/gaia>), processed by the *Gaia* Data Pro-

cessing and Analysis Consortium (DPAC, <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium>). Funding for the DPAC has been provided by national institutions, in particular the institutions participating in the *Gaia* Multilateral Agreement.

References

- Abdurro’uf, N., Accetta, K., Aerts, C., et al. 2022, *ApJS*, 259, 35
- Aguado, D. S., Belokurov, V., Myeong, G. C., et al. 2021, *ApJ*, 908, L8
- Arlandini, C., Käppeler, F., Wisshak, K., et al. 1999, *ApJ*, 525, 886
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Demleitner, M., & Andrae, R. 2021, *AJ*, 161, 147
- Battistini, C., & Bensby, T. 2016, *A&A*, 586, A49
- Belokurov, V., Erkal, D., Evans, N. W., Koposov, S. E., & Deason, A. J. 2018, *MNRAS*, 478, 611
- Bernard, E. J., 2017, in *SF2A-2017: Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, eds. C. Reylé, P. Di Matteo, F. Herpin, et al.
- Bijaoui, A. 2012, in *Seventh Conference on Astronomical Data Analysis*, eds. J. L. Starck, & C. Surace, 2
- Birch, K. P., & Downs, M. J. 1994, *Metrologia*, 31, 315
- Bisterzo, S., Gallino, R., Straniero, O., Cristallo, S., & Käppeler, F. 2011, *MNRAS*, 418, 284
- Bisterzo, S., Gallino, R., Käppeler, F., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 506
- Bisterzo, S., Travaglio, C., Wiescher, M., et al. 2016, *J. Phys. Conf. Ser.*, 665, 012023
- Brown, J. A., & Wallerstein, G. 1992, *AJ*, 104, 1818
- Buder, S., Sharma, S., Kos, J., et al. 2021, *MNRAS*, 506, 150
- Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., & Hoyle, F. 1957, *Rev. Mod. Phys.*, 29, 547
- Burris, D. L., Pilachowski, C. A., Armandroff, T. E., et al. 2000, *ApJ*, 544, 302
- Busso, M., Gallino, R., & Wasserburg, G. J. 1999, *ARA&A*, 37, 239
- Cantat-Gaudin, T., Anders, F., Castro-Ginard, A., et al. 2020, *A&A*, 640, A1
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R., D’Orazi, V., & Lucatello, S. 2009, *A&A*, 508, 695
- Casamiquela, L., Soubiran, C., Jofré, P., et al. 2021, *A&A*, 652, A25
- Castro-Ginard, A., Jordi, C., Luri, X., et al. 2022, *A&A*, 661, A118
- Cescutti, G., & Chiappini, C. 2014, *A&A*, 565, A51
- Cescutti, G., Chiappini, C., Hirschi, R., Meynet, G., & Frischknecht, U. 2013, *A&A*, 553, A51
- Cescutti, G., Romano, D., Matteucci, F., Chiappini, C., & Hirschi, R. 2015, *A&A*, 577, A139
- Clayton, D. D., & Rassbach, M. E. 1967, *ApJ*, 148, 69
- Contursi, G., de Laverny, P., Recio-Blanco, A., & Palicio, P. A. 2021, *A&A*, 654, A130
- Cristallo, S., Straniero, O., Gallino, R., et al. 2009, *ApJ*, 696, 797
- Cristallo, S., Piersanti, L., Straniero, O., et al. 2011, *ApJS*, 197, 17
- Cropper, M., Katz, D., Sartoretti, P., et al. 2018, *A&A*, 616, A5
- da Silva, R., Lemasle, B., Bono, G., et al. 2016, *A&A*, 586, A125
- De Cia, A., Jenkins, E. B., Fox, A. J., et al. 2021, *Nature*, 597, 206
- Delgado Mena, E., Tsantaki, M., Adibekyan, V. Z., et al. 2017, *A&A*, 606, A94
- Feillet, D. K., Feltzing, S., Sahlholdt, C. L., & Casagrande, L. 2020, *MNRAS*, 497, 109
- Feillet, D. K., Sahlholdt, C. L., Feltzing, S., & Casagrande, L. 2021, *MNRAS*, 508, 1489
- Forsberg, R., Jönsson, H., Ryde, N., & Matteucci, F. 2019, *A&A*, 631, A113
- Freiburg, C., Rosswog, S., & Thielemann, F. K. 1999, *ApJ*, 525, L121
- Frischknecht, U., Hirschi, R., & Thielemann, F. K. 2012, *A&A*, 538, L2
- Frischknecht, U., Hirschi, R., Pignatari, M., et al. 2016, *MNRAS*, 456, 1803
- Gaia Collaboration (Recio-Blanco, A., et al.) 2023a, *A&A*, in press <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202243511>
- Gaia Collaboration (Vallenari, A., et al.) 2023b, *A&A*, in press <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202243940>
- Gallino, R., Arlandini, C., Busso, M., et al. 1998, *ApJ*, 497, 388
- Grevesse, N., Asplund, M., & Sauval, A. J. 2007, *Space Sci. Rev.*, 130, 105
- Grevesse, N., Scott, P., Asplund, M., & Sauval, A. J. 2015, *A&A*, 573, A27
- Griffith, E., Weinberg, D. H., Johnson, J. A., et al. 2021, *ApJ*, 909, 77
- Grisoni, V., Spitoni, E., Matteucci, F., et al. 2017, *MNRAS*, 472, 3637
- Grisoni, V., Cescutti, G., Matteucci, F., et al. 2020, *MNRAS*, 492, 2828
- Gull, M., Frebel, A., Hinojosa, K., et al. 2021, *ApJ*, 912, 52
- Harris, W. E. 1996, *AJ*, 112, 1487
- Helmi, A. 2020, *ARA&A*, 58, 205
- Helmi, A., White, S. D. M., de Zeeuw, P. T., & Zhao, H. 1999, *Nature*, 402, 53
- Helmi, A., Babusiaux, C., Koppelman, H. H., et al. 2018, *Nature*, 563, 85
- Ishigaki, M. N., Aoki, W., & Chiba, M. 2013, *ApJ*, 771, 67
- Käppeler, F., Beer, H., & Wisshak, K. 1989, *Rep. Prog. Phys.*, 52, 945

- Karakas, A. I., & Lattanzio, J. C. 2014, *PASA*, 31, e030
- Katz, D., Sartoretti, P., Guerrier, A., et al. 2023, *A&A*, in press <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202244220>
- Koppelman, H. H., Helmi, A., Massari, D., Price-Whelan, A. M., & Starkenburg, T. K. 2019, *A&A*, 631, L9
- Lamb, S. A., Howard, W. M., Truran, J. W., & Iben, I. 1977, *J. ApJ*, 217, 213
- Lawler, J. E., Sneden, C., Cowan, J. J., Ivans, I. I., & Den Hartog, E. A. 2009, *ApJS*, 182, 51
- Limongi, M., & Chieffi, A. 2018, *ApJS*, 237, 13
- Magrini, L., Spina, L., Randich, S., et al. 2018, *A&A*, 617, A106
- Maiorca, E., Randich, S., Busso, M., Magrini, L., & Palmerini, S. 2011, *ApJ*, 736, 120
- Mashonkina, L. I., Vinogradova, A. B., Ptitsyn, D. A., Khokhlova, V. S., & Chernetsova, T. A. 2007, *Astron. Rep.*, 51, 903
- Matsumo, T., Hirai, Y., Tarumi, Y., et al. 2021, *A&A*, 650, A110
- Matteucci, F., Romano, D., Arcones, A., Korobkin, O., & Rosswog, S. 2014, *MNRAS*, 438, 2177
- Mishenina, T. V., & Kovtyukh, V. V. 2001, *A&A*, 370, 951
- Mishenina, T. V., Pignatari, M., Korotin, S. A., et al. 2013, *A&A*, 552, A128
- Myeong, G. C., Evans, N. W., Belokurov, V., Amorisco, N. C., & Koposov, S. E. 2018, *MNRAS*, 475, 1537
- Nishimura, S., Kotake, K., Hashimoto, M.-A., et al. 2006, *ApJ*, 642, 410
- Palicio, P. A., Recio-Blanco, A., Poggio, E., et al. 2023, *A&A*, 670, L7
- Peters, J. G. 1968, *ApJ*, 154, 225
- Pignatari, M., Gallino, R., Heil, M., et al. 2010, *ApJ*, 710, 1557
- Poggio, E., Recio-Blanco, A., Palicio, P. A., et al. 2022, *A&A*, 666, L4
- Prantzos, N., Abia, C., Limongi, M., Chieffi, A., & Cristallo, S. 2018, *MNRAS*, 476, 3432
- Recio-Blanco, A., de Laverny, P., Allende Prieto, C., et al. 2016, *A&A*, 585, A93
- Recio-Blanco, A., Fernández-Alvar, E., de Laverny, P., et al. 2021, *A&A*, 648, A108
- Recio-Blanco, A., de Laverny, P., Palicio, P. A., et al. 2023, *A&A*, in press <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202243750>
- Reddy, A. B. S., Giridhar, S., & Lambert, D. L. 2012, *MNRAS*, 419, 1350
- Reddy, B. E., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2006, *MNRAS*, 367, 1329
- Rizzuti, F., Cescutti, G., Matteucci, F., et al. 2019, *MNRAS*, 489, 5244
- Ruiz-Lara, T., Gallart, C., Bernard, E. J., & Cassisi, S. 2020, *Nat. Astron.*, 4, 965
- Sales-Silva, J. V., Daflon, S., Cunha, K., et al. 2022, *ApJ*, 926, 154
- Santos-Peral, P., Recio-Blanco, A., de Laverny, P., Fernández-Alvar, E., & Ordenovic, C. 2020, *A&A*, 639, A140
- Sheffield, A. A., Majewski, S. R., Johnston, K. V., et al. 2012, *ApJ*, 761, 161
- Sneden, C., Cowan, J. J., & Gallino, R. 2008, *ARA&A*, 46, 241
- Spina, L., Nordlander, T., Casey, A. R., et al. 2020, *ApJ*, 895, 52
- Spina, L., Ting, Y. S., De Silva, G. M., et al. 2021, *MNRAS*, 503, 3279
- Spitoni, E., Verma, K., Silva Aguirre, V., & Calura, F. 2020, *A&A*, 635, A58
- Spitoni, E., Verma, K., Silva Aguirre, V., et al. 2021, *A&A*, 647, A73
- Spitoni, E., Recio-Blanco, A., de Laverny, P., et al. 2023, *A&A*, in press <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202244349>
- Surman, R., McLaughlin, G. C., Ruffert, M., Janka, H. T., & Hix, W. R. 2008, *ApJ*, 679, L117
- Tarricq, Y., Soubiran, C., Casamiquela, L., et al. 2021, *A&A*, 647, A19
- Tautvaišienė, G., Viscasillas Vázquez, C., Mikolaitis, Š., et al. 2021, *A&A*, 649, A126
- Travaglio, C., Gallino, R., Busso, M., & Gratton, R. 2001, *ApJ*, 549, 346
- Vincenzo, F., & Kobayashi, C. 2020, *MNRAS*, 496, 80
- Woosley, S. E., Wilson, J. R., Mathews, G. J., Hoffman, R. D., & Meyer, B. S. 1994, *ApJ*, 433, 229
- Yong, D., Karakas, A. I., Lambert, D. L., Chieffi, A., & Limongi, M. 2008, *ApJ*, 689, 1031

Appendix A: ADQL queries

```

SELECT source_id
FROM gaiadr3.astrophysical_parameters inner join
gaiadr3.gaia_source using(source_id)
WHERE
(rv_expected_sig_to_noise>0)
AND
(vbroad<=13)
AND
(teff_gspspec IS NOT NULL)
AND
(flags_gspspec LIKE '0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '_0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '__0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '___0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '____0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '_____0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '____0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '_____0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '____0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '_____0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '____0%' OR (flags_gspspec
LIKE '____1%'))
AND
((flags_gspspec LIKE '____0%' OR (
flags_gspspec LIKE '____1%'))
AND
((flags_gspspec LIKE '%0____') OR (flags_gspspec
LIKE '%1____') OR (flags_gspspec LIKE
'%2____'))
AND
((flags_gspspec LIKE '%0____') OR (flags_gspspec LIKE
'%1____'))
AND
(logchisq_gspspec<-3.75)
AND
(teff_gspspec<=5400)
AND
(logg_gspspec<=3.5)
AND
(cefe_gspspec IS NOT NULL)
AND
((cefe_gspspec_upper-cefe_gspspec_lower)<=0.4)

```

Listing 1. ADQL query for the *low-uncertainty sample*.

Appendix B: Open cluster data

Table B.1. Mean of [Fe/H], [Ce/Fe], [Ca/Fe] for our 52 open clusters.

Cluster Name	Stars	[Fe/H]	[Ce/Fe]	[Ca/Fe]
Alessi Teutsch 8	1	-0.170	-0.110	-0.140
Stock 2	8	-0.131	-0.081	0.229
UBC 394	1	-0.290	-0.050	0.000
NGC 2632	3	0.120	-0.133	0.177
Alessi 44	1	-0.170	-0.110	0.020
Roslund 7	1	-0.200	-0.130	-0.200
COIN-Gaia 30	1	-0.300	-0.070	0.120
Trumpler 2	2	-0.265	-0.065	-0.070
UPK 431	1	-0.190	-0.080	0.020
NGC 2281	1	-0.250	-0.070	0.150
IC 2488	1	-0.230	-0.080	-0.010
NGC 5316	1	-0.210	-0.050	-0.100
NGC 2168	2	-0.140	-0.035	-0.010
ASCC 111	1	0.000	0.090	0.280
ASCC 11	1	-0.300	-0.070	0.030
NGC 2682	1	-0.290	0.080	0.150
NGC 5749	1	-0.290	-0.060	-0.120
NGC 2477	1	-0.360	0.060	0.070
NGC 7082	1	-0.220	-0.130	-0.170
NGC 2506	1	-0.650	0.150	0.350
NGC 6633	1	-0.240	-0.060	0.100
UPK 167	1	-0.150	-0.140	-0.180
NGC 2669	1	-0.180	-0.030	-0.050
ASCC 23	1	-0.190	-0.080	0.060
UPK 53	1	-0.180	-0.120	-0.060
Alessi Teutsch 11	1	-0.190	-0.060	0.150
UBC 4	1	-0.230	-0.060	0.170
NGC 1750	2	-0.245	-0.075	-0.080
NGC 1545	2	-0.300	-0.045	0.005
ASCC 71	1	-0.260	-0.110	-0.120
NGC 6475	2	-0.115	-0.090	-0.130
COIN-Gaia 26	1	-0.180	-0.120	0.000
NGC 6124	5	-0.218	-0.094	-0.086
NGC 2447	2	-0.355	-0.015	0.005
NGC 2287	2	-0.255	-0.070	-0.030
NGC 3532	3	-0.190	-0.080	0.140
Stock 1	1	0.030	-0.110	0.110
Collinder 350	1	-0.290	-0.030	0.030
NGC 5662	1	-0.320	-0.060	0.000
NGC 3114	3	-0.223	-0.163	-0.037
UPK 7	1	-0.220	-0.030	-0.080
NGC 6819	1	-0.350	0.180	0.500
Ruprecht 147	2	-0.075	-0.065	0.125
NGC 6281	2	-0.160	-0.065	0.070
NGC 1662	1	-0.230	-0.060	0.090
Platais 8	1	-0.040	-0.090	0.280
UBC 183	2	-0.295	-0.050	-0.025
Gulliver 21	1	-0.010	-0.120	-0.230
IC 4725	1	-0.050	0.030	-0.120
NGC 7789	2	-0.435	0.105	0.230
Collinder 258	1	-0.300	-0.040	0.200
NGC 1647	1	-0.240	-0.100	-0.140
Collinder 463	2	-0.180	-0.125	-0.085

Notes. The number of the stars from which we computed these mean values is indicated in the first column.

Production of *s*-process elements in AGB stars as revealed by *Gaia*/*GSP-Spec* abundances

G. Contursi¹, P. de Laverny¹, A. Recio-Blanco¹, P. A. Palicio¹, and C. Abia²

¹ Université Côte d’Azur, Observatoire de la Côte d’Azur, CNRS, Laboratoire Lagrange, Bd de l’Observatoire, CS 34229, 06304 Nice cedex 4, France

² Departamento de Física Teórica y del Cosmos, Universidad de Granada, E-18071 Granada, Spain

Received ?? ; accepted ??

ABSTRACT

Context. The recent parameterisation by the *GSP-Spec* module of *Gaia*/Radial Velocity Spectrometer stellar spectra has produced an homogeneous catalogue of about 174,000 Asymptotic Giant Branch (AGB) stars. Among the 13 chemical elements presented in this *Gaia* third data release, the abundance of two of them (cerium and neodymium) have been estimated in most of these AGB. These two species are formed by slow neutron captures (*s*-process) in the interior of low- and intermediate-mass stars. They belong to the family of second peak *s*-process elements.

Aims. We study the content and production rate of Ce and Nd in AGB stars, using the atmospheric parameters and chemical abundances derived by the *GSP-Spec* module.

Methods. We define a working sample of 19,544 AGB stars having high-quality Ce and/or Nd abundances, selected by applying a specific combination of the *GSP-Spec* quality flags. We compare these abundances with the yield production predicted by AGB evolutionary models.

Results. We first confirmed that the majority of the working sample is composed of AGB stars by estimating their absolute magnitude in the *K*-band and their properties in a *Gaia*-2MASS diagram. We also checked that these stars are oxygen-rich AGBs, as assumed during the *GSP-Spec* parameterisation. A good correlation between the Ce and Nd abundances is found, confirming the high quality of the derived abundances and that these species indeed belong to the same *s*-process family. We also found higher Ce and Nd abundances for more evolved AGB stars of similar metallicity, illustrating the successive mixing episodes enriching the AGB surface in *s*-process elements formed deeper in their stellar interior. We then compared the observed Ce and Nd abundances with FRUITY and Monash AGB yields and found that the higher Ce and Nd abundances can not be explained by AGBs of mass higher than 5 M_{\odot} . On the contrary, the yields predicted by both models for AGB with an initial mass between ~ 1.5 and $\sim 2.5 M_{\odot}$ and metallicities between ~ -0.5 and ~ 0.0 dex are fully compatible with the observed *GSP-Spec* abundances.

Conclusions. This work, based on the largest catalogue of high-quality second-peak *s*-elements abundances in oxygen-rich AGB, allows to constrain evolutionary models and confirms the fundamental role played by low- and intermediate-mass stars in the enrichment of the Universe in these chemical species.

Key words. Galaxy: abundances, disc, halo, Stars: abundances, evolution, AGB and post-AGB

1. Introduction

Asymptotic Giant Branch stars (AGB, hereafter) correspond to the late evolutionary stages of low (masses smaller than $\sim 3 M_{\odot}$) and intermediate-mass (between ~ 4 and $\sim 8 M_{\odot}$) stars. Due to their specific internal structure, efficient mixing events and high-mass loss rates, AGBs are among the main contributors to the interstellar medium enrichment in several species. They hence play a fundamental role in the chemical evolution of the Universe (Ulrich 1973). Among all the elements produced by AGB, there are neutron capture elements formed through the slow neutron-capture process (so-called *s*-process) that are of special interest. Indeed, Solar system abundances distribution of elements formed through the *s*-process show three peaks located around the atomic mass numbers $A = 90$, 138 and 208 (corresponding to the magic number of neutrons: 50, 82 and 126). While massive stars ($\geq 8-10 M_{\odot}$) and massive AGBs are the main contributors of first peak *s*-elements (Peters 1968; Lamb et al. 1977; Pignatari et al. 2010; Limongi & Chieffi 2018), species of the second peak such as Ce and Nd are mainly formed within AGB stars of lower masses, in which the main neutron source is the

$^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ reaction (Arlandini et al. 1999; Busso et al. 1999; Karakas & Lattanzio 2014a; Bisterzo et al. 2011, 2015). Finally, third peak *s*-process elements such as Pb are thought to be predominantly formed within low-mass and low-metallicity AGBs (Gallino et al. 1998; Chieffi et al. 2022).

We remind that the internal structure of an AGB stars (mass $\leq 8 M_{\odot}$) is made by a compact and degenerated C-O core, a thin He-burning shell and an H-burning shell separated by a He-intershell (composed of about 75% of He and 22% of C according to Karakas et al. 2002). All these components are surrounded by a convective H- (and He-) rich envelope which is plagued by large mass-loss rates (from 10^{-8} to $10^{-4} M_{\odot}/\text{yr}$). During the AGB phase, material formed in the internal layers of the star (such as carbon and *s*-process elements) is brought to the surface by successive penetration of the convective envelope in the He-intershell. This phenomenon is known as the Third Dredge-Up (TDU, hereafter) (see, e.g. Straniero et al. 2003). During their lifetime, AGB stars experience several Thermal Pulses (TP, hereafter) and hence several mixing episodes (referred as several TDU episodes, hereafter). However, the number of TP strongly depends on the mass loss as well as on the initial

mass and metallicity and affects the nucleosynthesis occurring within AGB stars. Actually, theoretical predictions of the number of TP for a given star are still rather uncertain, since the lifetime on the AGB is rather not well known.

Several stellar evolution models including nucleosynthesis of *s*-process elements have been developed to interpret the observed chemo-physical properties of AGB. The two most complete AGB models published up to now are the FRUITY (Cristallo et al. 2009, 2011, 2015) and the Monash models (Lugaro et al. 2012; Fishlock et al. 2014; Karakas & Lugaro 2016; Karakas et al. 2018). Both sets of models have their own AGB nucleosynthesis prediction which may differ due to the different physical assumptions adopted during the model computation. The predicted yields are essential for the computation of chemical evolution models, but also for the direct comparison with the observed chemical composition of AGB. However, we note that, because of the rather large number of free parameters, AGB models are adjusted to match observations (Lugaro et al. 2016). Therefore, a precise comparison between observed and predicted abundances is still mandatory to validate the different assumptions adopted in these complex models.

On the observational side, rather few studies are devoted to *s*-process element abundances in M-giant stars¹, mostly because of the complex analysis of such cool star crowded spectra. Smith & Lambert (1985, 1986); Smith et al. (1987); Smith & Lambert (1988); Lambert (1991); Lambert et al. (1995) analysed a few hundred stars in total and found a correlation between the ¹²C and *s*-process abundances at the AGB surface, in agreement with model predictions as both species are produced in the stellar interior. However, neutron sources in AGB, and especially in intermediate-mass (between ~4 and ~8M_⊙), were still not fully understood. For low-mass AGB, the main neutron source is the ¹³C(α, n)¹⁶O reaction. Nevertheless, by looking at the *s*-process element abundance distribution, some AGB stars show a flatter distribution compared to Solar one which led Danziger (1966) to suggest that much longer and/or larger density neutron exposures could occur in some AGBs (Iben & Renzini 1983). In fact, for intermediate-mass AGB, the main neutron source is now known to be the ²²Ne(α, n)²⁵Mg reaction (Cameron 1960; Iben 1975; Käppeler et al. 2011). Due to its higher neutron density, AGBs atmospheres can then be enhanced in Rb, ²⁵Mg and ²⁶Mg. However, some of these stars show no enhancement in Rb and no Tc signatures² are found which could be explained by the absence of a ¹³C pocket (Lugaro et al. 2016). This is theoretically predicted by Goriely & Siess (2004); Herwig (2004) via the so-called Hot Dredge Up (Straniero et al. 2023). In complement, some very specific studies concerning different sub-classes of AGB stars brought some complementary information about the AGB yields. One could, for instance, cite CH-stars (Vanture 1992; Cristallo et al. 2016), Ba-stars (Cseh et al. 2022), C-rich stars (Utsumi 1970; Abia et al. 2002), But the sample statistics were always rather small in all these studies. Therefore, there is still a lack of very large samples of AGB stars with homogeneous *s*-process abundances in order to better understand the yield productions of oxygen-rich AGB³.

In this context, the spectroscopic observations collected by the ESA *Gaia* mission are of particular interest. Indeed, thanks to the analysis of the *Gaia*/Radial Velocity Spectrometer (RVS)

spectra by the General Stellar Parametrizer from Spectroscopy module (Recio-Blanco et al. 2023, *GSP-Spec* hereafter), chemo-physical parameters such as the effective temperature (T_{eff}), the surface gravity ($\log(g)$), the global metallicity ($[M/H]$) and the enrichment in α -elements with respect to iron ($[\alpha/Fe]$), as well as up to 13 individual chemical abundances, have been determined for 5.6 million stars, including a few hundred thousand of AGB stars. Among those 13 chemical elements, three are formed via neutron capture processes: zirconium ($Z = 40$), cerium ($Z = 58$), and neodymium ($Z = 60$). Although the Zr line found in the RVS domain is not formed in cool star spectra, the Ce and Nd lines are well detected in the spectra of huge number of AGB stars, leading to the publication of a large catalogue of *s*-process abundances in these evolved stars.

The scope of this article is to focus on these Ce and Nd abundances in AGB stars analysed by the *GSP-Spec* module. We recall that *GSP-Spec* cerium abundances in less evolved stars have already been presented in Contursi et al. (2023) to discuss the Galactic content and chemical evolution in this element. The present work is composed as follows. Section 2 presents the selection of the sample of AGB stars with high-quality Ce and Nd abundances, while Sect. 3 explores the general properties of this sample. We also included in this section a short overview of the Nd abundances in the Galactic Halo. We then discuss the observed content in Ce and Nd of AGBs by comparison with AGBs *s*-process model predictions. Finally, the conclusions of this work are summarised in Sect. 5.

2. The *GSP-Spec* sample of AGB stars with *s*-process element abundances

Among the 5.6 million stars published within the *Gaia* DR3 catalogue (Gaia Collaboration, Vallenari et al. 2022), the *GSP-Spec* module (Recio-Blanco et al. 2023) has been able to derive abundances of two second-peak *s*-process elements. In total, one can indeed retrieve 103,948 and 55,722 stars with Ce and Nd abundances, respectively, whatever the stellar type is. This first sample of 55,722 Nd abundances is referred as the *complete Nd sample*, hereafter. These numbers include abundances derived in AGB stars but also in less evolved stars (see, for instance for Ce, Contursi et al. 2023). The scope of this section is to present the best working sample of these *s*-process element abundances for the best parameterised AGB stars.

2.1. AGB stars parameterised by *GSP-Spec*

We first remind that the *GSP-Spec* module has published atmospheric parameters and chemical abundances from the analysis of the *Gaia*/RVS spectra ($R \sim 11,500$). The individual chemical abundances are estimated thanks to a specific grid of reference synthetic spectra and the GAUGUIN algorithm (Bijaoui 2012; Recio-Blanco et al. 2016) considering Local Thermodynamical Equilibrium (LTE, hereafter), Solar abundances of Grevesse et al. (2007) and the atomic and molecular line data of Contursi et al. (2021).

Together with the parameters and individual chemical abundances, *GSP-Spec* also provides quality flags (*flags_gspspec*, hereafter) which are recommended to select the most accurate parameters, including abundances. These flags can either be related to the stellar parametrization (induced, for instance, by possible biases caused by radial velocity uncertainties, flux noise or rotational velocities) or to the derived chemical abundance of a given element. The corresponding flags for the abundances of a

¹ We recall that the atmosphere of these M-type stars is still oxygen-rich, as it was when they formed.

² Tc is a key element to prove the AGB nucleosynthesis as its isotope with the largest lifetime is ⁹⁸Tc that rapidly decays after about 4.2 Myr.

³ Oxygen-richness being defined as C/O ratio smaller than unity

X species are *XUpLim* and *XUncer*. We remind that the value "0" for all these flags corresponds to the best measurements and we refer to Recio-Blanco et al. (2023) for a more detailed description of these flags.

First, without considering any flag restriction and after applying the calibrations recommended by Recio-Blanco et al. (2023) for the atmospheric parameters⁴, we found that, among all the *GSP-Spec* parameterised stars, 174,104 of them have a published $T_{\text{eff}} \leq 4000$ K and $\log(g) \leq 2.0$ (most stars cooler than ~ 3650 K were disregarded for the DR3 analysis⁵). These atmospheric parameter cuts were adopted in order to ensure the AGB nature of the selected stars, lately confirmed by their *K*-band absolute magnitude (see below). Then, we considered only the best-parametrized stars by (i) setting all the first 13 flags equal to zero excepted the *extrapol* flag that is fixed to be ≤ 1 and (ii) selecting only stars having a $S/N > 100$ or a $gof < -3.5$ ⁶ (these last two criteria being linked to the detection of the Ce and Nd in the analysed spectra. See Tab C.9, C.10 and C.11 of Recio-Blanco et al. (2023)). The remaining sample of 128,335 cool-giant stars is called *best-parameterised AGB*, hereafter.

The top panel of Fig. 1 shows the Kiel diagram of these AGB stars colour-coded with their mean metallicity. It is noticeable that more metal-poor stars are found to have smaller gravities. We also remark a lack of stars around $T_{\text{eff}} \sim 3730$ K. These biases result from the difficulty to parameterised more metal-rich and/or cooler AGB stars having complex spectra crowded by molecular lines. This has been explored with the *KMgiantPar* flag (stars with a non-null value of this flag have set values of T_{eff} and $\log(g)$, see Recio-Blanco et al. (2023)). In order to reject such complex cases, we remind that we adopted for the selection criteria *KMgiantPar*=0.

In order to confirm the AGB nature of these *best-parameterised AGB* stars, we estimated their absolute *K* magnitude value (M_K). For that purpose, we adopted their apparent 2MASS *K*-band photometry (Skrutskie et al. (2006)) and the photo-geometric distances from Bailer-Jones et al. (2021). We then computed the absolute *K*-magnitude for 120,032 stars (93.5% of the whole sample) having a re-normalised unit weight error (RUWE) smaller than 1.4 and an astrometric fidelity factor for their astrometric solution (*fidelity_v2*) larger than 0.5 (Rybicki et al. (2022)), assuring a good *Gaia* astrometric solution. We note that, following this procedure, we neglect the interstellar extinction and thus, actually, derive a lower limit of the real M_K (the stars are actually brighter than our estimate). We found that about 89% of our stars are brighter than $M_K < -4$. This well confirms their AGB nature according to Abia et al. (2022) who showed in their *Gaia*-2MASS diagrams that AGB stars are typically brighter than $M_K \sim -4$ to -5 mag (taking into account the ISM absorption and depending on their intrinsic *Gaia* and 2MASS colours). Note that considering extinction only would make the stars a bit brighter. The resulting sample would probably consists in AGB stars in a larger fraction than the current one. However, we can not completely exclude that our sample may be polluted by some extrinsic S-stars, CH-stars, R-stars⁷ or early-AGB stars, that would have similar M_K magnitudes (Abia et al. (2022)). Such stars may not be enhanced in *s*-process elements and

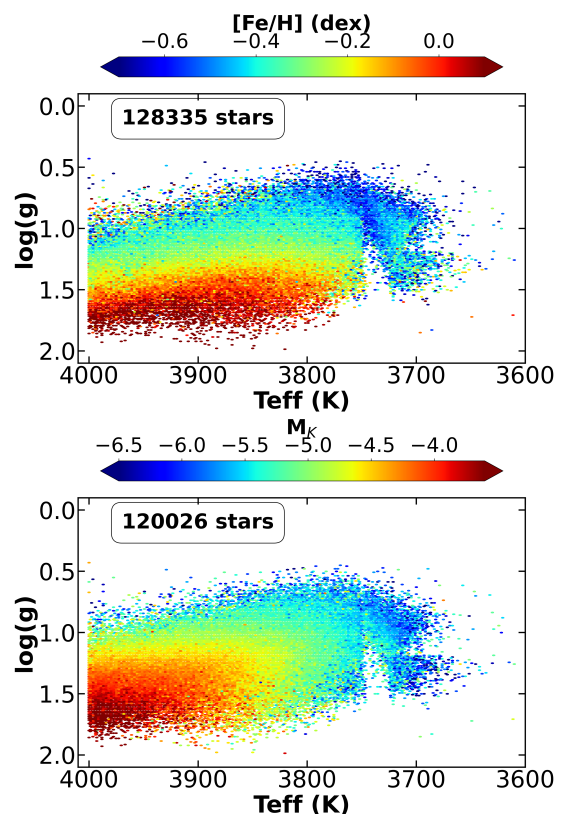


Fig. 1. Kiel diagram of the best-parametrized *GSP-Spec* AGB stars colour-coded with their metallicity (top panel) and their absolute *K* magnitude (neglecting the extinction, bottom panel). This figure uses the calibrated $\log(g)$ and $[M/H]$ as recommended by Recio-Blanco et al. (2023).

may introduce some dispersion in the observed $[Ce/Fe]$ and/or $[Nd/Fe]$ ratios with possibly negative values.

The bottom panel of Fig. 1 shows the Kiel diagram of the *best-parameterised AGB* colour-coded with their absolute *K* magnitude. We can see that cooler stars have lower gravities and larger M_K confirming again their AGB nature. Finally, we note that 97% of the working sample of AGB stars with Ce and Nd abundances (*s*-process AGB sample defined below) has $M_K < -4$ mag (the other 3% having $M_K < -3.2$ mag), confirming their AGB nature.

2.2. High-quality *GSP-Spec* Ce and Nd abundances in AGB stars

Among the *best-parameterised AGB*, *GSP-Spec* derived Ce and Nd abundances for 46,144 and 34,838 of them, respectively (without any abundance flags filtering). As the aim of this study is to analyse the largest sample with the most accurate chemical abundances, we present below a specific flag combination to build high-quality Ce and Nd working samples.

⁴ see also <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dr3-gspspec-metallicity-logg-calibration>

⁵ We adopt here the median value of the published parameters.

⁶ The *gof* corresponds to the goodness-of-fit for the observed spectrum over the entire RVS spectral range.

⁷ R-stars spectra could be very similar to O-rich early-AGB or M stars

2.2.1. Cerium

The description of the cerium line analysed by *GSP-Spec* and the associated sample of Ce abundances are already presented in [Contursi et al. \(2023\)](#). Briefly, high-quality Ce abundances were retained only if (i) Ce abundance uncertainties are smaller than 0.2 dex, (ii) $v_{broad} \leq 13$ km/s, (iii) the abundance flags being set at $CeUpLim \leq 2$ and $CeUncer \leq 1$, (iv) $extrapol \leq 1$ and, (v) $KMgiantPar \leq 1$ if $gof < -3.75$. We remind that the v_{broad} parameter provides information on the line broadening (rotational velocity, macroturbulence, ...) whereas $extrapol$ indicates if the *GSP-Spec* atmospheric parameters are extrapolated beyond the reference grid limits. We refer to [Contursi et al. \(2023\)](#); [Recio-Blanco et al. \(2023\)](#) for a complete description of the choice of these adopted filters. We also remind that it was found to be unnecessary to calibrate these Ce abundances (see the discussion in [Contursi et al. \(2023\)](#)). In the following, we only keep the *best-parameterised* AGB having the best Ce abundance as defined above, leading to a working sample of 17,765 AGB stars with high-quality cerium abundances (referred to *Ce AGB sample*, hereafter). Note that the Ce abundances of this sample vary from -0.17 to 1.10 dex and that no higher Ce abundances were found due to the cut in T_{eff} . We also recall that the s -process contribution for Ce is about 80% at the Solar System formation epoch ([Arlandini et al. \(1999\)](#); [Bisterzo et al. \(2016\)](#); [Prantzos et al. \(2018, 2020\)](#)).

2.2.2. Neodymium

Neodymium abundances were estimated from one single line of Nd II located at 859.389 nm in the vacuum (859.153 nm in the air)⁸. Its lower level excitation energy and oscillator strength have been fixed to 1.357 eV and -1.650, respectively ([Den Hartog et al. \(2003\)](#)). We recall that neodymium has seven stable isotopes: ^{142}Nd (27.13 %), ^{143}Nd (12.18 %), ^{144}Nd (23.80 %), ^{145}Nd (8.30 %), ^{146}Nd (17.19 %), ^{148}Nd (5.76 %), and ^{150}Nd (5.64 %) ([Den Hartog et al. \(2003\)](#)). All these isotopes have been considered in the computation of the reference synthetic spectra. The s -process contribution for Nd is about 60% ([Arlandini et al. \(1999\)](#); [Bisterzo et al. \(2016\)](#); [Prantzos et al. \(2018, 2020\)](#)). We finally note that this Nd line has not been astrophysically calibrated by [Contursi et al. \(2021\)](#) because of lack of high-quality Nd abundances in reference stars. It could be slightly blended for some specific combinations of atmospheric parameters and chemical abundances by a weak CN line but, thanks to checks with synthetic spectra, this contribution has been found to be negligible for stars cooler than 4000 K (as long as the stellar atmosphere is not enhanced in carbon, see Sect. 3.1). This Nd line could also be slightly blended by some weak TiO lines in rather metal-rich stars cooler than 4000 K. However, O and Ti being both considered as α -elements, the TiO contribution is expected to be rather well modelled in the reference synthetic spectra as $[\alpha/\text{Fe}]$ abundances are determined by the *GSP-Spec* pipeline before the estimation of the individual abundances (Ti and O abundances being assumed to vary in lockstep with $[\alpha/\text{Fe}]$).

First, as already presented by [Contursi et al. \(2023\)](#) for cerium, we illustrate in Fig. 2 the smallest Nd abundance (in dex) that could be measured for metallicities varying between -1.0 to 0.0 dex in a Kiel diagram. As expected, the Nd line is easier to detect in AGB stars (as far as $[\text{Nd}/\text{Fe}] \geq 0.4$ dex) than in

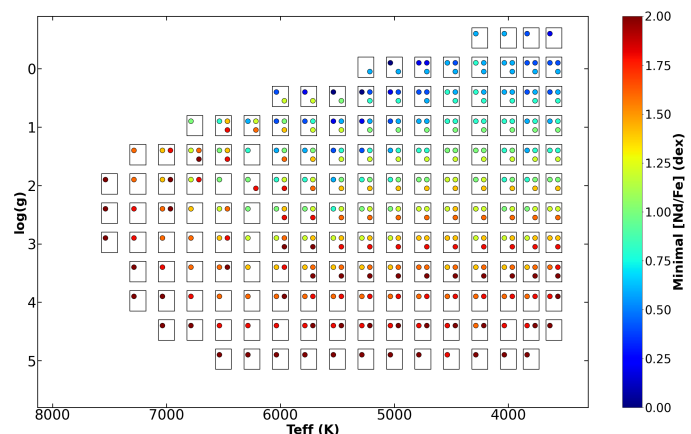


Fig. 2. Kiel diagram colour-coded with the lowest neodymium abundance (in dex) that could be detected in a spectrum whose (normalised) line centre flux is 0.5% deeper than that of a reference spectrum computed with $[\text{Nd}/\text{Fe}] = -2.00$ dex. For each combination of effective temperature and surface gravity, each small square contains the estimate of the lowest Nd abundance for three values of $[\text{M}/\text{H}]$: 0.0, -0.5, and -1.0 dex (from top to bottom and left to right).

dwarf stars (much higher Nd abundances are required to possibly detect this line).

Then, we build a subsample of AGB stars with the most accurate Nd abundances by applying the best combination of the $flags_gspspec$, following a similar procedure as for Ce. We first note that setting all $flags_gspspec = 0$ (including those related to the neodymium abundances) results in a sample of five stars only. This number can be substantially increased while maintaining a high quality for the Nd abundances by relaxing some of these $flags_gspspec$. For example, to build our working sample, we applied the same flag combination as for the *low-uncertainty Ce sample* (see Sect. 2.1.1). Note that we also kept stars with $[\text{Nd}/\text{Fe}] \geq 2.00$ dex (abundance upper limit caused by border effects of the reference spectra grid) if their $KMgiantPar = 0$ and $NdUpLim = 0$. For these stars, we adopted in the following $[\text{Nd}/\text{Fe}] = 2.00$ dex, although their abundances could be higher. Our final working sample is then composed of 3,492 AGB stars with high-quality Nd abundance (which is referred to as *Nd AGB sample*, hereafter). An example of the ADQL query to retrieve this sample can be found in Appendix A.

As a validation check of the quality of these selected abundances, we look for literature Nd abundances for our *Nd AGB sample* stars. We found only a few stars in common with previous studies since none were exclusively devoted to AGB stars: six are in common with [Tautvaišienė et al. \(2021\)](#) (mainly FGK-type stars) and nine with [Hayes et al. \(2022\)](#). Unfortunately, only nine of them have literature atmospheric parameters enough close to ours to allow a proper comparison of the Nd derived abundances (adopting differences in T_{eff} , $\log(g)$ and $[\text{M}/\text{H}]$ smaller than 150K, 0.50 and 0.30 dex, respectively). Although our Nd abundances seemed to be systematically larger than the few found in the literature, we decided not to calibrate them using a comparison sample due to the small number of stars. Nevertheless, as our sample is composed of giant stars only, we analysed the observed spectrum of Arcturus ([Hinkle et al. \(2000\)](#)) with the *GSP-Spec* pipeline to estimate its Nd abundance, adopting the atmospheric parameters of [Contursi et al. \(2021\)](#). The rather larger *GSP-Spec* $[\text{Nd}/\text{Fe}]$ in Arcturus being confirmed with respect to the value reported by [Fanelli et al. \(2021\)](#) (who adopted similar atmospheric parameters as us), we forced our $[\text{Nd}/\text{Fe}]$

⁸ The conversion between air and vacuum wavelength has been made using the [Birch & Downs \(1994\)](#) relation.

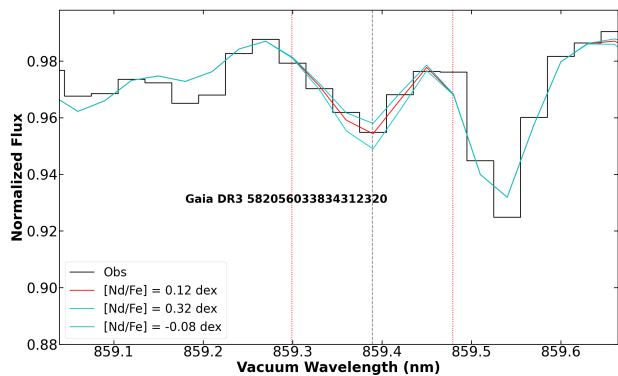


Fig. 3. Comparison around the Nd II line between the *RVS* public spectrum of *Gaia* DR3 582056033834312320 (in black) and a model spectrum computed from its *GSP-Spec* parameters (in red). Cyan lines show synthetic spectra with Nd abundance ± 0.2 dex around the adopted Nd abundance. The calibrated parameters of this star are: $S/N = 1110$, $T_{\text{eff}} = 3825$ K, $\log(g) = 0.37$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.74$ dex, $[\alpha/\text{Fe}] = 0.12$ dex, $[\text{Nd}/\text{Fe}] = 0.12$ dex and $[\text{Ce}/\text{Fe}] = 0.14$ dex.

in Arcturus to be equal to theirs ($[\text{Nd}/\text{Fe}] = -0.03$ dex in the [Grevesse et al. \(2007\)](#) Solar scale) and calibrate all the other Nd abundances accordingly.

Finally, to illustrate the *GSP-Spec* analysis of these *Nd AGB sample* stars, we show in Fig. 3 a comparison between the *Gaia*/*RVS* public spectrum and its associated synthetic spectrum, computed using the *GSP-Spec* atmospheric parameters and chemical abundances, for a star representative of the *Nd AGB sample*. As it can be seen, there is an excellent agreement between the observed (in black) and modelled spectra (in red), confirming the good determination of Nd-abundances in these AGB stars.

3. Global properties of the *s*-process AGB sample

We describe here the properties of the *s-process AGB sample* which is composed by the 17,765 and 3,492 stars (the *Ce AGB sample* and *Nd AGB sample*, respectively). As 1,713 of them have both Ce and Nd abundances, the *s-process AGB sample* is actually composed by 19,544 stars.

3.1. Stellar types and oxygen-rich nature

We have already confirmed in Sect. 2.1 the AGB nature of the 19,544 stars that compose the *s-process AGB sample* thanks to an estimation of their absolute magnitude in the *K*-band. Moreover, 445 of these stars have been classified as Long-Period Variables (LPV) by [Lebzelter et al. \(2023\)](#) thanks to *Gaia*/*DR3* photometric epoch observations, leading to an independent confirmation of their AGB nature for a couple of them. Their mean period is ~ 95 days and the longest periods reach ~ 600 days (*Gaia*/*DR3* data favouring the detection of LPV with the shortest periods).

Then, we have looked for the stellar type of these *s-process AGB sample* stars. In particular, we were interested in their possible atmospheric enrichment in carbon resulting from the dredge-up events characterising this specific stage of the evolution of low- and intermediate-mass stars. The presence of carbon (C-rich) stars in this sample could be problematic since their chemical analysis has been performed by assuming oxygen-rich stellar

atmospheres and a Solar-scaled C/O ratio within the *GSP-Spec* module. This may slightly modify the stellar parameters and associated chemical abundances if different C/O ratios would have been adopted. In any case, such a search of C-rich stars has been first conducted by checking the *cnw_gspspec* parameter which is an indicator of a possible CN enrichment (or impoverishment) in the stellar atmosphere (C-rich star spectra being characterised by the presence of a strong CN line analysed by *GSP-Spec*). We redirect the reader to [Recio-Blanco et al. \(2023\)](#) for a complete definition of this CN-parameter. Among the 19,544 stars that compose our sample, 13,873 stars of them have a published *cnw_gspspec* value and all of them have this parameter close to 0, indicating that they have a close to Solar CN-abundance. Thus, they are not enriched in CN and this confirms their likely oxygen-rich nature. Moreover, we have also searched for possible carbon stars by looking at the C-rich flag proposed by [Lebzelter et al. \(2023\)](#), leading to a list of about half a million of LPV candidates possibly enriched in carbon. Only 14 stars among the 19,544 of our sample could be suspected as being carbon-rich. However, this number should be considered with caution since this C-rich flag could lead to erroneous detection (see [Messineo 2023](#), who reported about 1% of false detections and see also the discussion in [Sanders & Matsunaga \(2023\)](#)). On another hand, we also cross-matched our sample with the list compiled by [Abia et al. \(2022\)](#) who examined the characteristics of already well-known Galactic carbon stars thanks to *Gaia* eDR3 data. These authors also presented a catalogue of about 2700 new Galactic carbon star candidates. None of our stars were found to be carbon-rich in this compilation but 18 of them were already known as being of spectral type *S* (i.e. their C/O ratio being close to unity but they are still oxygen-rich).

Finally, to independently confirm the O-rich nature of our sample stars, we show the *Nd AGB sample* in the *Gaia*-2MASS diagram (Fig. 4) colour-coded with the metallicity (left panel) and the Nd abundance (right panel). A very similar figure is obtained for the *Ce AGB sample*. This diagram shows the absolute *K* magnitude with respect to a particular combination of the *Gaia* and 2MASS photometry expressed through the reddening-free Wesenheit function ([Soszyński et al. 2005](#)) defined as $W_{\text{RP,BP-RP}} = \text{GRP} - 1.3(\text{GBP} - \text{GRP})$ and $W_{\text{K,J-K}} = \text{K} - 0.686(\text{J} - \text{K})$ by [Lebzelter et al. \(2018\)](#). We can clearly see that almost all the stars of this sample are located outside the C-rich regime, confirming their O-rich nature. Several of them also appears slightly fainter than typical AGB stars but this could be explained by the neglected extinction when computing their absolute magnitude. We finally remark that thanks to this *Gaia*-2MASS diagram, we could have a hint of the stellar masses: they are found in the low-mass regime. This will be discussed later in Sect. 4.

From all of these checks, we are thus confident about the real oxygen-rich and AGB nature of the *s-process AGB sample*, strengthening the quality of their *s*-element abundance determination.

3.2. Kinematical and dynamical properties

These characteristics of the *s-process AGB sample* were explored by using their Cartesian stellar coordinates, Galactocentric radii and cylindrical velocities, adopted from [Gaia Collaboration et al. \(2023\)](#) and the orbital parameters (such as Z_{max} and eccentricity) from [Palicio et al. \(2023\)](#).⁹

⁹ These parameters can be found in the table Performance verification/gaiadr3.chemical_cartography in the *Gaia* archive <https://gea.esac.esa.int/archive/>.

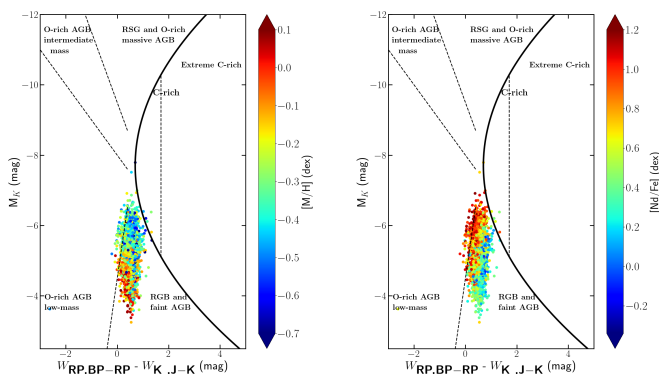


Fig. 4. *Gaia*-2MASS diagram for the *Nd* AGB sample colour-coded with metallicity (left panel) and *Nd* abundance (right panel). The curved line delineates the theoretical limit between O-rich (left-side) and C-rich AGB stars (right-side). The dashed lines separate sub-groups of stars as indicated in the figure.

The large majority of the *s*-process AGB sample exhibits disc properties: 81% of the stars have $|Z_{\max}| < 1$ kpc and about 88% of our sample present eccentricities smaller than 0.25. The highest eccentricity values correspond to the lowest metallicities ($[M/H] < -0.70$ dex) hence the highest Ce and Nd abundances (see Fig. 6 commented in the next subsection). Finally, about 88% of the stars present a total velocity (quadratic sum of their three velocity components) smaller than 80 km/s confirming that the majority of the *s*-process AGB sample exhibits disc kinematical properties.

3.3. Chemical properties

We present in this section the *s*-process abundances of these stars, first by focusing separately on the *Ce* AGB sample and *Nd* AGB sample, and then, on the subsample of AGB stars having both Nd and Ce abundances.

Fig. 5 first shows the Kiel diagrams for the *Ce* AGB sample (upper panel) and *Nd* AGB sample (lower panel) colour-coded with the stellar counts (left panels) and the metallicity (central panel). We remark that the metallicity of our sample stars decreases with decreasing $\log(g)$. This observational bias is a general feature of the *GSP-Spec* sample of AGBs as already discussed above (see Fig. 1 and associated text). The right panels show the Kiel diagrams colour-coded with Ce (upper panel) and Nd (lower panel). It is noticeable that at constant metallicity (hence a rather constant $\log(g)$), the neodymium and cerium abundances are found to be larger for cooler and more luminous stars. Such features can also be observed by looking at the second and last column of Fig. 6 which presents the Ce (top panel) and the Nd abundances (lower panel) with respect to the metallicity colour-coded with T_{eff} and M_K , respectively. This can also be confirmed by looking at Fig. 4, where larger Nd abundances are found for more luminous stars. This is expected from AGB star evolution. Indeed, the successive TDUs characterising this evolutionary phase bring the material formed within the He-intershell towards the surface and, hence change the composition of the envelope. Initially enriched in O, the envelope becomes richer in *s*-process elements and primary carbon, which increases the radiative opacity and thus causes important changes in the physical structure of the AGB envelope. This impacts the stellar radius, luminosity, mass-loss, effective temperature as well as the formation of molecular species such as CN, HCN, C_2 (Marigo

2002; Cristallo et al. 2009). At a given metallicity and $\log(g)$, a cooler AGB has experienced more TP (hence more TDU) than when it was less evolved on the AGB and thus was slightly hotter, leading to an envelope more enriched in *s*-process elements as it can be seen in Fig. 5.

We also investigate the correlation between the *Ce* AGB sample and *Nd* AGB sample samples. We found 1,713 stars having both high-quality Nd and Ce abundances. As it can be seen in Fig. 7 a high positive correlation is found between those two chemical species (Pearson correlation coefficient = 0.75)¹⁰. The associated dispersion is rather large since it is dominated by the Nd measurement uncertainties, the Nd II line being more difficult to analyse. Such a correlation confirms again the quality of the derived abundances since it is actually expected as both elements belong to the *s*-process second peak and hence have a similar nucleosynthetic origin. We also remark that colour-coding this correlation with T_{eff} clearly shows the enhancement of the Ce and Nd abundances for cooler stars, i.e. for more evolved stars on the AGB, as already illustrated in Figs. 5 & 6.

3.4. Neodymium in the Galactic halo

Even though the majority of the *Nd* AGB sample seems to belong to the disc, a small fraction of these stars belong to the Galactic Halo. Following the same procedure as in Gaia Collaboration et al. (2023), we therefore investigate neodymium abundances in stars belonging to the halo component of the Milky Way (accreted systems and globular clusters). We remind that a similar study for cerium in halo stars has already been presented in Contursi et al. (2023).

First, no stars in common were found by cross-matching the globular cluster compilation of the Harris catalogue (Harris 1996) with the *Nd* AGB sample. Nevertheless, we found one star (ID=1821609090431019392) belonging to the M71 globular cluster when cross-matching with the lower-quality complete *Nd* sample (we recall that this sample corresponds to the 55,722 stars having Nd abundances but without any flag restriction). Note that we used a maximum separation in the sky of 0.5 degrees and check that the radial velocity of the stars is compatible with that of M71 with a difference lower than 0.5 km/s compared to the value estimated by Baumgardt & Hilker (2018). The (calibrated) metallicity of this star ($[M/H] = -0.72 \pm 0.05$ dex) is compatible with M71 literature estimates (-0.82 dex found in Carretta et al. (2009) and -0.80 dex found in Boesgaard et al. (2005)). The atmospheric parameters of this star are also very compatible with estimates of Sneden et al. (1994); Gerber et al. (2020) with a mean T_{eff} and $\log(g)$ differences of 70 K and 0.22 dex, respectively. We found a Nd abundance of 0.95 ± 0.22 dex while no abundance of Ce has been found for this star. Such a value is higher than the mean $[Ce/Fe]$ of M71 found in Masseron et al. (2019) (0.27 dex) or the mean $[Ba/Fe]$ (0.34 dex) and $[La/Fe]$ (0.20 dex) found in Ramirez & Cohen (2002). This could be caused by the AGB nature of this specific star which may not be fully representative of the Nd abundance of this globular cluster and has an atmosphere already well enriched in *s*-elements.

We also explored the *Gaia* DR3 Nd abundances of accreted systems, which have been identified as overdensities in the energy versus vertical angular momentum ($E-L_z$) diagram in Gaia Collaboration et al. (2023). As no star was found to belong to any accreted system in the *Nd* AGB sample, we again investigate the complete *Nd* sample and reject all stars having a

¹⁰ Note that there is a star having $[Nd/Fe] = 0.23$ dex and $[Ce/Fe] = 0.80$ dex. This outlier star is identified as S-Star.

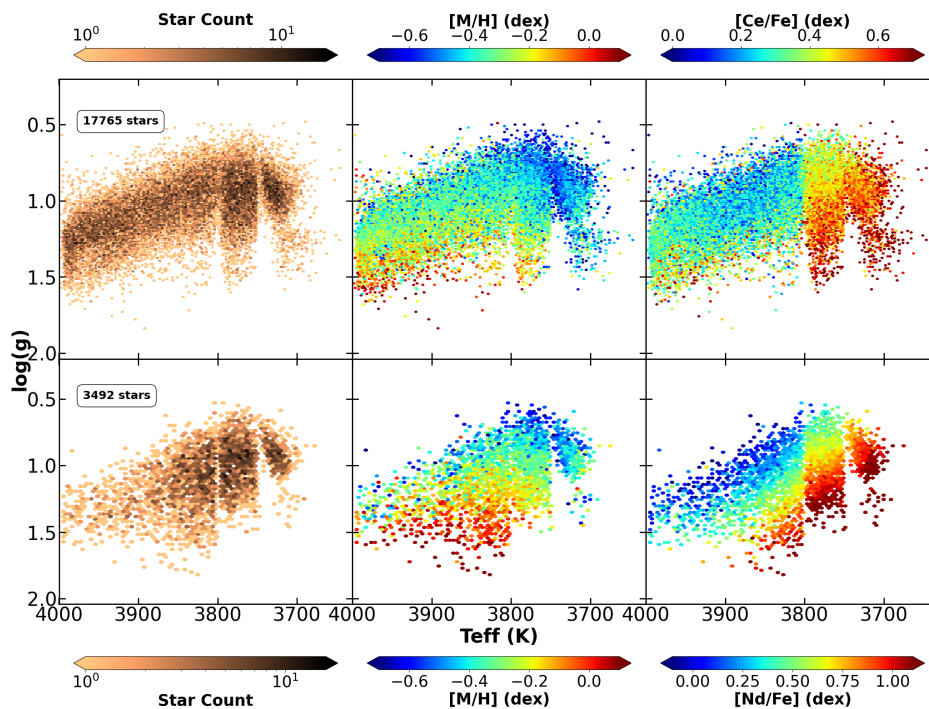


Fig. 5. Kiel diagrams of the *Ce* AGB sample (top panels) and the *Nd* AGB sample (bottom panels) colour-coded with the stellar count (left panels), the metallicity (central panels) and the corresponding *s*-process abundance (right panels). Note that this figure is an hexbin plot.

KMgiantPar value larger than unity as well as all non-zero values for all parametrization flags. We then found one star belonging to Thamnos (Koppelman et al. 2019; Helmi 2020), four in the Helmi Stream (Helmi 2020), one in Sequoia (Myeong et al. 2019) and one in Gaia-Enceladus-Sausage (GES; see Helmi et al. 2018; Belokurov et al. 2018; Myeong et al. 2018; Feuillet et al. 2020, 2021). No chemo-physical literature studies have been found for those stars except for one in Helmi Stream (ID = 1591836174070974592) whose atmospheric *GSP-Spec* parameters are close to that of Jönsson et al. (2020) (difference in T_{eff} , $\log(g)$, $[M/H]$, $[\alpha/Fe]$ = 31K, 0.32, 0.18 dex and 0.02 dex, respectively, while no Ce abundance was provided). In order to investigate the accreted nature of these stars, we also kept only candidate stars with $[M/H] < -0.7$ dex or having a low $[Ca/Fe]$ ($[Ca/Fe] < 0.3$ dex), similarly to the procedure adopted by Contursi et al. (2023). This selection removes three stars identified as Helmi Stream members. This misidentification is due to the proximity of the Helmi Stream to the solar neighbourhood in the (E-Lz diagram). Table 1 shows the *Gaia* DR3 Id and the corresponding accreted system of the four stars as well as their atmospheric parameters, Nd and Ce abundances.

First, the metallicity of the stars belonging to GES and Helmi systems are similar, as already found in Contursi et al. (2023). We remark a much lower metallicity for the star belonging to the Sequoia system compared to that of the three other accreted systems. A lower mean metallicity for Sequoia than for GES was already found in Feuillet et al. (2021).

We also found a rather high $[Ca/Fe]$ abundance for the star belonging to the Sequoia system. Even though smaller

$[Mg/Fe]$ abundances have been found in Sequoia than in GES by Matsuno et al. (2022), Feuillet et al. (2021) found high $[Mg/Fe]$ stars belonging to Sequoia system.

Moreover, we remark that the star belonging to GES presents a higher $[Nd/Fe]$ value than that of the Helmi stream ($[Nd/Fe] = 0.83$ dex), Sequoia system ($[Nd/Fe] = 0.35$ dex) and Thamnos ($[Nd/Fe] = 0.27$ dex). As already suggested by Recio-Blanco et al. (2021) with $[Y/Fe]$ and Contursi et al. (2023) with $[Ce/Fe]$ measurements, a higher value of $[Nd/Fe]$ may suggest a higher mass of the system progenitor. This follows the mass estimations of these accreted systems by Koppelman et al. (2019). We note that Matsuno et al. (2022) also found a higher abundance for the *s*-process elements (Y and Ba) in GES than in Sequoia. Finally, we note that the cerium abundance of the star from Thamnos system would suggest a similar mass of the progenitor to Helmi Stream. However, it is important to note that for the Thamnos and Helmi stream stars, the estimated $[Nd/Fe]$ and $[Ce/Fe]$ are compatible within error bars. However, our suggestions are based on only one star and should be taken carefully because of the adopted Ce and Nd *flags_gspspec*. It is also important to note that this star of the Helmi stream may not be fully representative of the chemistry of the stream due to its AGB nature (being actually a producer of Nd).

¹¹ Mg and Ca being both α -elements

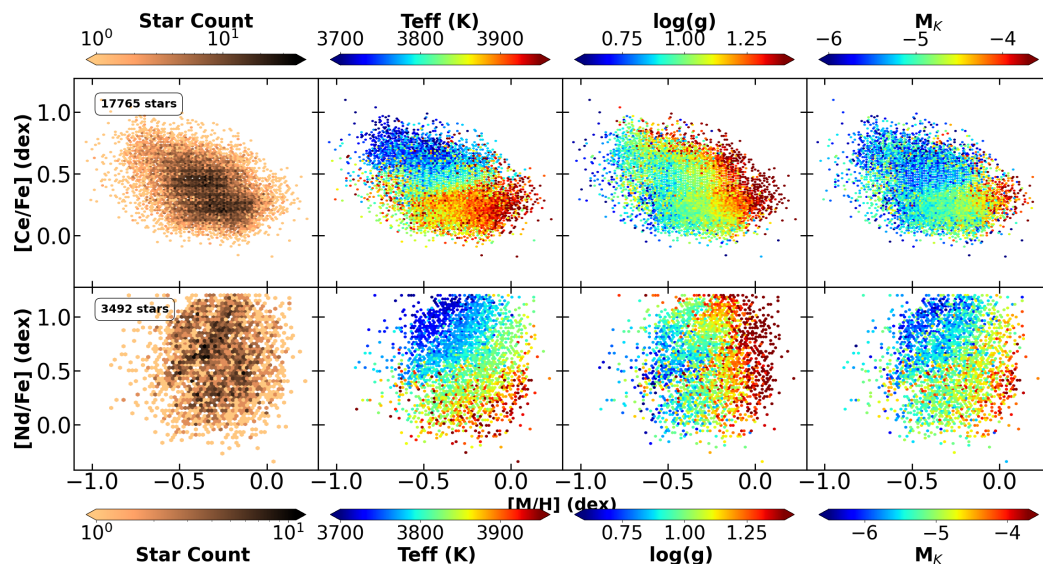


Fig. 6. Top panels : [Ce/Fe] with respect to metallicity colour-coded by (from left to right) stellar count, T_{eff} , $\log(g)$ and M_K . Bottom panels: Same but for Nd abundances.

Table 1. S/N , T_{eff} , $\log(g)$, [M/H], [Ca/Fe], [Nd/Fe] and [Ce/Fe] (and their associated uncertainties) for the four candidate accreted stars. Note that the $\log(g)$ and [M/H] and [Ca/Fe] are calibrated according to [Recio-Blanco et al. \(2023\)](#).

Gaia DR3 Id	System	S/N	T_{eff} (K)	$\log(g)$	[M/H] (dex)	[Ca/Fe] (dex)	[Nd/Fe] (dex)	[Ce/Fe] (dex)
2410346779070638720	GES	68	4846	2.02	-0.98	0.16	1.12 ± 0.24	-
1591836174070974592	Helmi	101	3806	0.95	-0.73	0.37	0.73 ± 0.21	0.57 ± 0.20
5282079908816150912	Sequoia	407	4407	1.32	-1.53	0.47	0.25 ± 0.19	0.36 ± 0.20
1294315577499064576	Thamnos	657	4309	1.51	-1.01	0.27	0.17 ± 0.19	0.56 ± 0.08

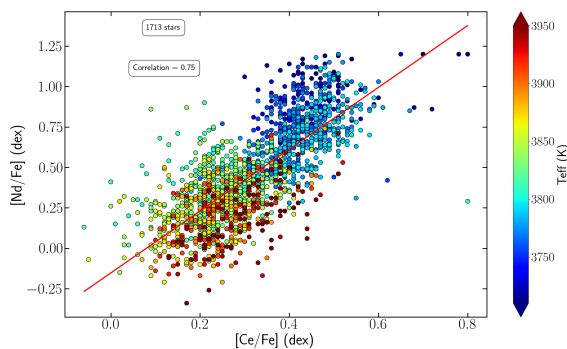


Fig. 7. Correlation between Ce and Nd abundances for AGB stars found in both the *Ce AGB sample* and *Nd AGB sample*, colour-coded by their T_{eff} . The slope of the red line is 1.91 while the standard deviation is 0.44 dex. The Pearson correlation coefficient is also reported.

4. Constraints to AGB yield and evolutionary models

The *s-process AGB sample* presented above is an unique set of abundances that allows to constrain our understanding of the evolution of low- and intermediate-mass stars on the AGB. In particular, their yields for second-peak *s*-elements and their role on the Galactic chemical evolution of these species can be explored. In the following, we compare our abundances with yields predicted by FRUITY¹² ([Cristallo et al. 2009, 2011, 2015](#))

and Monash models ([Lugaro et al. 2012](#); [Fishlock et al. 2014](#); [Karakas & Lugaro 2016](#); [Karakas et al. 2018](#)). These two sets of models are the most complete in terms of explored masses and metallicities and allow an useful discussion on the impact of their different physical assumptions that could affect their yield prediction.

4.1. FRUITY and Monash models

FRUITY (FUNS Repository of Updated Isotopic Tables and Yields) models are computed by considering simultaneously both stellar evolution and nucleosynthesis. In these models, the ^{13}C pocket is formed in a self-consistent way and its mass is linked to an exponential decaying velocity function which includes a free overshoot parameter β . This parameter is set in order to maximise the ^{13}C pocket and hence the *s*-process element production. Time-dependent convective overshoot at the base of the envelope is also included. In the following, we considered only non-rotating FRUITY models (as our stars have all $v_{\text{broad}} < 13$ km/s). We also adopted FRUITY models with a "standard" ^{13}C pocket. In order to cover the metallicity range of the *s-process AGB sample*, we considered five metallicities ($Z = 0.002, 0.003, 0.006, 0.010$ and 0.014 corresponding to [M/H] = $-0.85, -0.67, -0.37, -0.15$ and 0.00 dex, respectively) and eight masses (1.30, 1.50, 2.00, 2.50, 3.00, 4.00, 5.00 and $6.00 M_{\odot}$)¹³

Monash model nucleosynthesis is computed thanks to a post-processing calculation based on the evolutionary models

¹² available online via: <http://fruity.oa-teramo.inaf.it/>

¹³ no lower masses being available

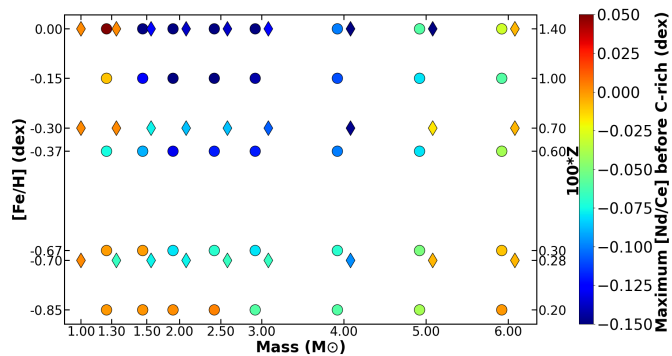


Fig. 8. [Nd/Ce] production predicted by the FRUITY (filled circles) and Monash models (filled diamonds) as a function of stellar mass and metallicity. The colour code corresponds to the maximum [Nd/Ce] production just before stars could become carbon-rich.

of Karakas & Lattanzio (2014b). They include an exponentially declining profile of protons abundance in the top layers of the He-intershell rather than directly including proton mixing into the He-intershell (as made in the FRUITY models). We recall that this proton ingestion has a capital impact on the formation of the ^{13}C pocket (hence the *s*-process surface abundances) as these protons are captured by the present ^{12}C to form ^{13}C . Therefore, the size of the ^{13}C pocket in Monash models is linked to a M_{mix} parameter (defined as the mass of protons that are partially mixed over a mass extent in the He-intershell). For each Monash model mass and metallicity, we adopted the standard values of M_{mix} provided in Tab. 2 and 3 of Karakas & Lugaro (2016). Note that no rotation nor magnetic fields are included in these predictions. For the comparison with the observed abundances, we considered three metallicities ($Z = 0.0028, 0.007, \text{ and } 0.014$ corresponding to $[\text{M}/\text{H}] = -0.70, -0.30$ and 0.00 dex, respectively) and the same masses as for FRUITY, excepted that for Monash, the lowest considered masses were 1.0 and $1.25 M_{\odot}$ (and not $1.3 M_{\odot}$).

We note that in both sets of models, the mixing-length theory of convection is used and no convective overshoot is implemented before the AGB phase. The computations are stopped when the envelope reaches a critical mass but the adopted mass-loss relations differ. Finally, we note that these codes do not assume the same Solar abundances: FRUITY adopts the Solar scale of Lodders (2003) whereas Monash models are based on Asplund et al. (2009) Solar abundances. In order to compare their predictions to our data, we scaled them to the Solar abundances of *GSP-Spec* abundances (Grevesse et al. 2007).

4.2. Ce abundances as a proxy of the *s*-process content

When stars start their AGB phase and before the first TDU episode, the Ce and Nd abundances were not affected by the previous dredge-up events. These species are thus still scaled to the Solar ones, i.e. $[\text{Nd}/\text{Ce}] = 0$ dex. Then, the successive TDU enrich the AGB atmosphere in both elements. We have investigated the evolution of this [Nd/Ce] ratio along the AGB thanks to the prediction of the FRUITY and Monash models, to check if the abundance of both elements are kept close each-other. For that purpose, we show in Fig. 8 the [Nd/Ce] ratio predicted by both models at the surface of AGBs of different masses and metallicities before their atmosphere could become carbon-rich. This corresponds to the largest predicted Nd and Ce enrichments in an O-rich AGB. It can be seen that, for both sets of models, the

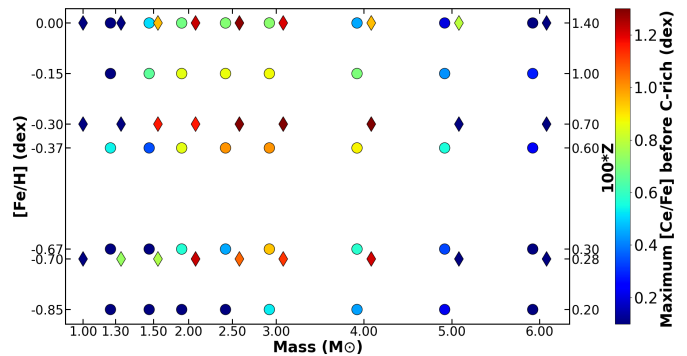


Fig. 9. Same as Fig. 8 but for [Ce/Fe] predicted abundances.

absolute value of the maximum [Nd/Ce] ratio, before becoming a C-rich AGB, stays within 0.15 dex whatever the masses and metallicities are. This illustrates the rather constant [Nd/Ce] production rate in different types of AGB. This therefore confirms the correlation found observationally between both elements (see Fig. 7 and associated text). We thus decided to focus only on Ce hereafter in order to avoid our conclusions to be blurred by the larger uncertainties associated with our Nd abundances. Moreover, our results for Ce will be also valid for Nd.

4.3. AGB model prediction of *s*-process elements enrichment

In order to explore the atmosphere enrichment in *s*-process elements along the AGB, we show in Fig. 9 the maximum [Ce/Fe] abundance ratio of an oxygen-rich AGB in a similar way as in Fig. 8. It can be remarked that for both sets of models, AGB stars of initial masses between 2 and $4 M_{\odot}$ and metallicities between -0.80 dex and -0.10 dex present the largest Ce enrichment at their surface, exceeding $[\text{Ce}/\text{Fe}] \sim 0.70$ dex.

Briefly, we recall that, for such masses (but this also applies to lower ones), second-peak *s*-process elements (such as Ce and Nd) are produced in the AGBs interiors, within the so-called He-intershell (mainly composed of He and ^{12}C). Successive penetrations of the convective H-rich envelope (the so-called TDU) in this layer bring the material formed in the He-intershell towards the surface, changing drastically the envelope chemical composition. During the interpulse, protons left by the receding convective envelope are captured by the ^{12}C present in the He-intershell. This produces ^{13}C through the $^{12}\text{C}(p, \gamma)^{13}\text{N}(\beta^+ \nu)^{13}\text{C}$ reaction and forms the so-called ^{13}C pocket. This ^{13}C is then converted into ^{16}O through the $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ reaction and provides an important amount of neutrons, which finally activated the *s*-process production (Straniero et al. 1995)¹⁴. Note that ^{14}N and ^{22}Ne pockets are also formed and partially overlap the ^{13}C pocket. As ^{14}N is a neutron poison because of the $^{14}\text{N}(n, p)^{14}\text{C}$ reaction, the *s*-process nucleosynthesis occurs in the more internal tail of the ^{13}C pocket where the amount of ^{14}N is low (Cristallo et al. 2009). All these elements formed in the He-intershell are brought up in the convective envelope by the subsequent TPs and TDUs. Moreover, the TDU has its maximum efficiency for this mass range between 2 and $4 M_{\odot}$ (Cristallo et al. 2015). As already noticed by Cristallo et al. (2011), we also highlight that, since intermediate-mass AGB stars have the largest production of Ce, they should play a large contribution to the interstellar

¹⁴ Another source of ^{13}C is present in the top layers of the He-intershell because it is produced in the H-burning shell. However, this source has a negligible impact on the *s*-process production since most produced neutrons are captured by the abundant ^{14}N element.

medium enrichment, especially those with a mass around $2 M_{\odot}$ because they are also more numerous and thus provide a good balance between Initial Mass Function of the Galaxy and AGB Ce production rate (Karakas & Lugaro 2016).

We also note that, although their global conclusions about Ce production are rather close, it can be seen that Monash models (at any mass and metallicity) predict slightly larger Ce than FRUITY. For instance, for all masses below $4 M_{\odot}$ and a metallicity around -0.35 dex, Monash models predict a Ce production 0.32 dex higher than FRUITY. This is caused by a larger number of predicted TP in Monash models than in FRUITY, resulting from the different adopted mass-loss relations (Karakas & Lugaro 2016).

On the other hand, we also remark in this Fig. 9 that, for the two largest considered masses (5 and $6 M_{\odot}$), the Ce production predicted by both sets of models is much lower than for less massive AGBs (at all metallicities). In such massive AGB stars, the $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ neutron source indeed starts to be activated as higher temperatures are reached at the base of the convective zone of the AGB. As indicated in Cristallo et al. (2015), the neutron exposure of $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ is smaller than that of the $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ source. There is thus a considerable reduction of the second peak s -process elements production. A decrease of the TDU efficiency furthermore accentuates this phenomenon. In fact, as the mass of the exhausted H-core is larger, this implies a larger compression of the H-exhausted layers and a thinner and hotter He-intershell. Therefore, a shorter time is needed to reach the ignition condition for activating the 3α reaction, leading to a shorter interpulse episode and hence a less efficient TDU (Straniero et al. 2003; Cristallo et al. 2015). However, it is interesting to note that almost no Ce is produced in the higher-mass AGBs of Monash models whereas FRUITY models predict slightly higher abundances by about 0.15 dex for initial masses between 5 and $6 M_{\odot}$. This is due to the fact that no ^{13}C pocket is included in the Monash models for such high masses, whereas it is included for smaller masses. Hence, the source of neutrons in these models is only $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ which preferentially creates first peak s -process elements. Such a reaction is also more efficient in the latest TP (while the $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ reaction is more active in the first TPs, see Karakas & Lugaro 2016). All of this explains the absence of Ce production in Monash models for such high masses.

Regarding now the dependency of the Ce production with metallicity, we remark that AGBs with the lowest metallicity of the FRUITY models considered in this work ($Z = 0.002$ corresponding to $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.85$ dex) enrich the atmosphere up to $[\text{Ce}/\text{Fe}] < 0.30$ dex (before the atmosphere becoming C-rich) only, except for the masses between 3 and $4 M_{\odot}$ for which $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ reaches 0.50 dex. At such low metallicities ($[\text{Fe}/\text{H}] < -0.80$ dex), there are indeed less heavy seed nuclei available for captured neutrons, which limits the production of heavy elements like cerium. Note that, for even lower metallicities, the production of Ce and Nd is predicted to be larger since the number of available neutrons per seed nuclei (Fe) becomes also larger. Such conditions also favour the production of Pb and Bi.

4.4. Comparing observed and model Ce abundances

We now compare the Ce abundances derived for the *Ce AGB sample* with the theoretical predictions of FRUITY and Monash models of 5 and 6 , 2.50 and $1.50 M_{\odot}$, in light with the previous subsections describing both models. We recall that similar results can be found using the *Nd AGB sample*.

We first begin this comparison for stars having the two highest masses. As already illustrated and discussed in Fig. 9, the most massive AGB stars in both models do not produce $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ abundance ratios larger than ~ 0.3 dex. Therefore, the larger observed abundances have to be explained by invoking lower stellar masses. This independently confirms the probable absence of massive AGB stars in our sample as already noticed in the *Gaia*-2MASS diagram shown in Fig. 4.

We then focus on the AGB stars with an initial mass of $2.50 M_{\odot}$ since similar conclusions can be obtained for stars of initial mass between 2 and $4 M_{\odot}$. Fig. 10 shows for FRUITY and Monash model the $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ ratio predicted after each TDU, colour-coded by the C/O abundance ratio. We first remark that almost no *Ce AGB sample* stars are found where models predict the formation of carbon-rich stars, in full agreement with our conclusions about the oxygen-rich nature of our sample stars. Then, it can be seen that the $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ ratio predicted by both models are fully compatible with the observed values. Therefore, for metallicities between -0.80 and 0.00 dex, the yields predicted for AGBs with an initial mass of $2.50 M_{\odot}$ by both models are fully compatible with the observed *GSP-Spec* Ce abundances that are found between 0.00 and 0.80 dex.

Fig. 11 is similar to Fig. 10 but for a mass of $1.50 M_{\odot}$. For metallicities between -0.40 and -0.10 dex, none of the stars of the *Ce AGB sample* is located where models predict that the AGBs atmosphere is C-rich. However, for metallicities around -0.70 dex, we remark that Monash models predict that the AGBs are still O-rich whereas FRUITY models predict a C-rich atmosphere. As our stars are not C-rich, it seems that FRUITY models predict a too-large C abundance at the surface of the AGBs of this mass and metallicity. A similar conclusion can be drawn by looking at stars around Solar metallicity. However, we note that we do not detect any stars with Ce abundance between 0.60 and 0.80 dex at Solar metallicity whereas Monash models predict such high values for O-rich AGBs. This could be explained by (i) either the difficulty of automatically detecting the Ce line in RVS crowded spectra of cool metal-rich stars and/or (ii) some Ce overproduction predicted by Monash that are not confirmed by FRUITY. Moreover, the spread of our $[\text{Ce}/\text{Fe}]$ vs $[\text{M}/\text{H}]$ could be explained because the AGB stars of our sample have experienced a different number of TDUs. They may also have a large variety of masses and different values of $[\alpha/\text{Fe}]$ for a given metallicity. This is also due to the intrinsic dispersion in the formation of the ^{13}C pocket (different profile and masses), even for similar mass and metallicity stars. Finally, such a spread could also be partially explained by some stars which can be Ba-stars or CH-stars, as mentioned in Sect. 2.1 and thus, the Ce and Nd dispersions could be the result of the dilution effect of the accreted material in the secondary star.

However, heavy s -process elements such as Ce and Nd abundances alone are not enough to disentangle this large variety of stellar parameters. For instance, AGB stars of lower metallicities ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1$ dex) and masses (less than $\sim 3 M_{\odot}$) produce large amount of Pb ($[\text{Pb}/\text{Fe}] > 2$ dex) (Lugaro et al. 2012; Straniero et al. 2014; Fishlock et al. 2014; Cristallo et al. 2015). Other constraints could also be obtained by looking at light s -elements such as Sr, Y and Zr. For instance, the $[\text{Ce}/\text{Y}]$ ratio should decrease with increasing $[\text{Fe}/\text{H}]$ due to the neutron exposure in the ^{13}C pocket is proportional to the $^{13}\text{C}/^{56}\text{Fe}$ ratio. The number of iron seeds is scaled to the metallicity whereas the ^{13}C is not because of its primary origin (Busso et al. 2001). On the other hand, the production of light s -elements should increase with increasing mass because of the activation of the $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ neutron source. Indications of the main neutron source (hence the mass)

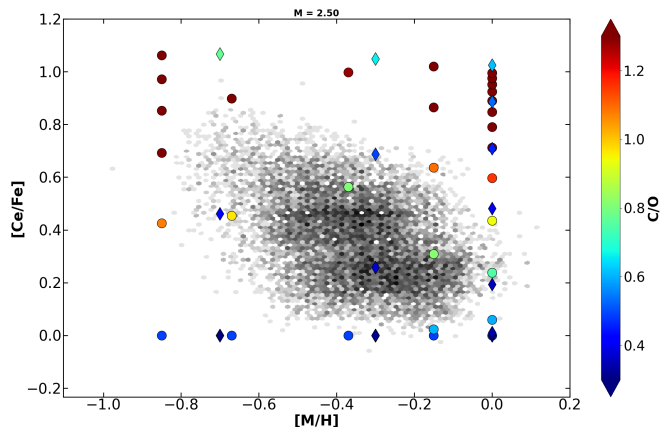


Fig. 10. *Ce* AGB sample colour-coded by stellar counts. Filled diamonds (Monash models) and circles (FRUITY ones) correspond to the $[Ce/Fe]$ predicted after each TDU, colour-coded by the C/O ratio. The AGB mass considered here is $2.50 M_{\odot}$.

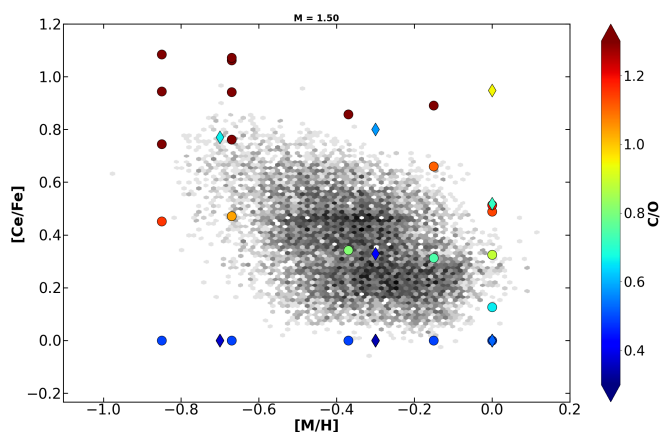


Fig. 11. Same as Fig. 10 but for a mass of $1.50 M_{\odot}$.

could also be obtained by looking at the $[Rb/Zr]$ ratio (Abia et al. (2001); Karakas & Lugaro (2016); Shejeelammal et al. (2020); Roriz et al. (2021)). If this ratio is negative, the main source is $^{13}C(\alpha, n)^{16}O$ which provides a relatively low neutron density. As already discussed above, this source is mainly active in low-mass AGB stars. On the other hand, a positive $[Rb/Zr]$ ratio is caused by the $^{22}Ne(\alpha, n)^{25}Mg$ which produces a higher neutron density which opens branching points and produces Rb.

Therefore, further analysis of complementary *s*-process element abundances in this *s*-process AGB sample may be useful to better understand and constrain the nucleosynthesis and atmospheric enrichment predicted by AGBs models.

5. Summary

The production of *s*-process elements in AGB stars parameterised by the *GSP-Spec* module from their *Gaia*/*RVS* spectra has been studied. We first confirmed the AGB nature of these stars by looking at their absolute magnitude in the *K*-band using the photo-geometric *Gaia* distances (Bailer-Jones et al. (2021)) and 2MASS photometry, and also their location in a *Gaia*-2MASS diagram. Their oxygen-rich nature has also been con-

firmed. We then defined a high-quality sample (*s*-process AGB sample) of 19,544 AGB stars with Ce and/or Nd abundances after applying a specific *GSP-Spec* flag combination. The Nd abundances were calibrated thanks to the analysis of the Arcturus spectrum while no calibration were applied for Ce abundances according to Contursi et al. (2023).

We then investigated the kinematical and dynamical properties of this *s*-process AGB sample and found that the majority of the stars seems to be located in the Galactic disc. They have indeed a rather low total velocity (< 80 km/s) and a Z_{max} lower than 1.0 kpc. We also found one Halo star belonging to the M71 globular cluster. Its atmospheric parameters are fully compatible with literature studies but a higher Nd abundance than M71 mean *s*-elements abundances is found. This could be explained by the AGB nature of this star, enriched in Nd by successive Dredge Up events. We also found four stars belonging to the accreted systems Helmi, Sequoia, GES and Thamnos. The GES star is found to have a higher Nd abundance than those of the other systems. This higher Nd abundance could be linked to a higher mass of the progenitor. Such a correlation between *s*-process abundances and progenitor mass was already highlighted with Y in Recio-Blanco et al. (2021) and Ce in Contursi et al. (2023).

The chemical properties of our sample revealed that, at a given metallicity, the Ce and Nd abundances are higher for cooler stars. This is an expected feature of the AGB stars and shows the progressive enrichment of their atmosphere in *s*-process elements when more TP and mixing events occur. Moreover, among the 19,544 stars of the *s*-process AGB sample, 1,713 stars have both high-quality Ce and Nd abundances, that are very well correlated. This is expected as those two elements belong to the same *s*-process peak and hence have a similar nucleosynthetic origin, showing again the high-quality of the *GSP-Spec* abundances.

The comparison between the *GSP-Spec* *s*-process abundances and predicted AGBs yields by the FRUITY and Monash models was then presented. These models allowed first to confirm the good correlation found observationally between Ce and Nd abundances. We then examined both models and found that AGB stars of initial mass between ~ 2 and $\sim 4 M_{\odot}$ and metallicities between ~ -0.80 and ~ -0.10 dex are the main Ce producers, reaching $[Ce/Fe] > 0.70$ dex. In such stars and in those of lower mass, the main neutron source is $^{13}C(\alpha, n)^{16}O$ and preferentially forms second peak *s*-process elements such as Ce and Nd. However, Monash models predict slightly higher Ce abundances compared to FRUITY ones due to different physical and computational assumptions. On the other hand, the Ce production in more massive AGBs (~ 5 - $6 M_{\odot}$) is much lower as the main neutron source is $^{22}Ne(\alpha, n)^{25}Mg$, leading preferentially to the formation of first-peak *s*-process elements.

Then, we confronted these models with the Ce abundances of the *Ce* AGB sample (similar results can be drawn for *Nd* AGB sample). The oxygen-rich nature of these sample stars is in agreement with model predictions although that, for metallicities around -0.70 dex and masses around $1.50 M_{\odot}$, FRUITY could predict a too-high surface carbon enrichment. More importantly, the predicted and *GSP-Spec* Ce abundances are fully compatible for AGB stars having an initial mass between ~ 1.5 and $\sim 2.5 M_{\odot}$ and metallicities between ~ -0.5 and ~ -0.0 dex.

Finally, all these results confirm the excellent quality of the *Gaia* data and of the *GSP-Spec* chemical abundances, leading to a very large sample of AGB stars with second peak *s*-process elements abundances. Future studies may explore the abundances of other chemical species such as Sr, Y, Zr, Rb and/or Pb to better constrain the yield predictions.

Acknowledgements. ARB and PdL acknowledge support from the European Union's Horizon 2020 research and innovation program under SPACE-H2020 grant agreement number 101004214 (EXPLORE project). PAP thanks the Centre National d'Etudes Spatiales (CNES) for funding support. C.A. acknowledges partial support by project PID2021-123110NB-I00 financed by MCIN/AEI/10.13039/501100011033/FEDER, UE. We sincerely thank Sergio Cristallo and Amanda Karakas for fruitful discussion. Special thanks to Niels Nieuwmunster for his grateful comments on some figures.

This work has made use of data from the European Space Agency (ESA) mission *Gaia* (<https://www.cosmos.esa.int/gaia>), processed by the *Gaia* Data Processing and Analysis Consortium (DPAC, <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium>). Funding for the DPAC has been provided by national institutions, in particular the institutions participating in the *Gaia* Multilateral Agreement.

References

- Abia, C., Busso, M., Gallino, R., et al. 2001, *ApJ*, 559, 1117
- Abia, C., de Laverny, P., Romero-Gómez, M., & Figueras, F. 2022, *A&A*, 664, A45
- Abia, C., Domínguez, I., Gallino, R., et al. 2002, *ApJ*, 579, 817
- Arlandini, C., Käppeler, F., Wisshak, K., et al. 1999, *ApJ*, 525, 886
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *ARA&A*, 47, 481
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Foesneau, M., Demleitner, M., & Andrae, R. 2021, *AJ*, 161, 147
- Baumgardt, H. & Hilker, M. 2018, *MNRAS*, 478, 1520
- Belokurov, V., Erkal, D., Evans, N. W., Koposov, S. E., & Deason, A. J. 2018, *MNRAS*, 478, 611
- Bijaoui, A. 2012, in *Seventh Conference on Astronomical Data Analysis*, ed. J.-L. Starck & C. Surace, 2
- Birch, K. P. & Downs, M. J. 1994, *Metrologia*, 31, 315
- Bisterzo, S., Gallino, R., Käppeler, F., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 506
- Bisterzo, S., Gallino, R., Straniero, O., Cristallo, S., & Käppeler, F. 2011, *MNRAS*, 418, 284
- Bisterzo, S., Travaglio, C., Wiescher, M., et al. 2016, in *Journal of Physics Conference Series*, Vol. 665, *Journal of Physics Conference Series*, 012023
- Boesgaard, A. M., King, J. R., Cody, A. M., Stephens, A., & Deliyannis, C. P. 2005, *ApJ*, 629, 832
- Busso, M., Gallino, R., Lambert, D. L., Travaglio, C., & Smith, V. V. 2001, *ApJ*, 557, 802
- Busso, M., Gallino, R., & Wasserburg, G. J. 1999, *ARA&A*, 37, 239
- Cameron, A. G. W. 1960, *AJ*, 65, 485
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R., D'Orazi, V., & Lucatello, S. 2009, *A&A*, 508, 695
- Choplin, A., Siess, L., & Goriely, S. 2022, *A&A*, 667, A155
- Contursi, G., de Laverny, P., Recio-Blanco, A., & Palicio, P. A. 2021, *A&A*, 654, A130
- Contursi, G., de Laverny, P., Recio-Blanco, A., et al. 2023, *A&A*, 670, A106
- Cristallo, S., Karinkuzhi, D., Goswami, A., Piersanti, L., & Gobrecht, D. 2016, *ApJ*, 833, 181
- Cristallo, S., Piersanti, L., Straniero, O., et al. 2011, *ApJS*, 197, 17
- Cristallo, S., Straniero, O., Gallino, R., et al. 2009, *ApJ*, 696, 797
- Cristallo, S., Straniero, O., Piersanti, L., & Gobrecht, D. 2015, *ApJS*, 219, 40
- Cseh, B., Világos, B., Roriz, M. P., et al. 2022, *A&A*, 660, A128
- Danziger, I. J. 1966, *ApJ*, 143, 527
- Den Hartog, E. A., Lawler, J. E., Sneden, C., & Cowan, J. J. 2003, *ApJS*, 148, 543
- Fanelli, C., Origlia, L., Oliva, E., et al. 2021, *A&A*, 645, A19
- Feuillet, D. K., Feltzing, S., Sahlholdt, C. L., & Casagrande, L. 2020, *MNRAS*, 497, 109
- Feuillet, D. K., Sahlholdt, C. L., Feltzing, S., & Casagrande, L. 2021, *MNRAS*, 508, 1489
- Fishlock, C. K., Karakas, A. I., Lugaro, M., & Yong, D. 2014, *ApJ*, 797, 44
- Gaia Collaboration, Recio-Blanco, A., Kordopatis, G., et al. 2023, *A&A*, 674, A38
- Gaia Collaboration, Vallenari, A., Brown, A.G.A., Prusti, T., & et al. 2022, *A&A*
- Gallino, R., Arlandini, C., Busso, M., et al. 1998, *ApJ*, 497, 388
- Gerber, J. M., Friel, E. D., & Vesperini, E. 2020, *AJ*, 159, 50
- Goriely, S. & Siess, L. 2004, *A&A*, 421, L25
- Grevesse, N., Asplund, M., & Sauval, A. J. 2007, *Space Sci. Rev.*, 130, 105
- Harris, W. E. 1996, *AJ*, 112, 1487
- Hayes, C. R., Masseron, T., Sobeck, J., et al. 2022, *ApJS*, 262, 34
- Helmi, A. 2020, *ARA&A*, 58, 205
- Helmi, A., Babusiaux, C., Koppelman, H. H., et al. 2018, *Nature*, 563, 85
- Herwig, F. 2004, *ApJ*, 605, 425
- Hinkle, K., Wallace, L., Valenti, J., & Harmer, D. 2000, *Visible and Near Infrared Atlas of the Arcturus Spectrum 3727-9300 Å*
- Iben, I., J. 1975, *ApJ*, 196, 549
- Iben, I., J. & Renzini, A. 1983, *ARA&A*, 21, 271
- Jönsson, H., Holtzman, J. A., Allende Prieto, C., et al. 2020, *AJ*, 160, 120
- Käppeler, F., Gallino, R., Bisterzo, S., & Aoki, W. 2011, *Reviews of Modern Physics*, 83, 157
- Karakas, A. I. & Lattanzio, J. C. 2014a, *PASA*, 31, e030
- Karakas, A. I. & Lattanzio, J. C. 2014b, *PASA*, 31, e030
- Karakas, A. I., Lattanzio, J. C., & Pols, O. R. 2002, *PASA*, 19, 515
- Karakas, A. I. & Lugaro, M. 2016, *ApJ*, 825, 26
- Karakas, A. I., Lugaro, M., Carlos, M., et al. 2018, *MNRAS*, 477, 421
- Koppelman, H. H., Helmi, A., Massari, D., Price-Whelan, A. M., & Starkenburg, T. K. 2019, *A&A*, 631, L9
- Lamb, S. A., Howard, W. M., Truran, J. W., & Iben, I., J. 1977, *ApJ*, 217, 213
- Lambert, D. L. 1991, in *Evolution of Stars: the Photospheric Abundance Connection*, ed. G. Michaud & A. V. Tutukov, Vol. 145, 299
- Lambert, D. L., Smith, V. V., Busso, M., Gallino, R., & Straniero, O. 1995, *ApJ*, 450, 302
- Lebzelter, T., Mowlavi, N., Lecoœur-Taibi, I., et al. 2023, *A&A*, 674, A15
- Lebzelter, T., Mowlavi, N., Marigo, P., et al. 2018, *A&A*, 616, L13
- Limongi, M. & Chieffi, A. 2018, *ApJS*, 237, 13
- Lodders, K. 2003, *ApJ*, 591, 1220
- Lugaro, M., Campbell, S. W., D'Orazi, V., et al. 2016, in *Journal of Physics Conference Series*, Vol. 665, *Journal of Physics Conference Series*, 012021
- Lugaro, M., Karakas, A. I., Stancliffe, R. J., & Rijs, C. 2012, *ApJ*, 747, 2
- Marigo, P. 2002, *A&A*, 387, 507
- Masseron, T., García-Hernández, D. A., Mészáros, S., et al. 2019, *A&A*, 622, A191
- Matsuno, T., Koppelman, H. H., Helmi, A., et al. 2022, *A&A*, 661, A103
- Messineo, M. 2023, *A&A*, 671, A148
- Myeong, G. C., Evans, N. W., Belokurov, V., Amorisco, N. C., & Koposov, S. E. 2018, *MNRAS*, 475, 1537
- Myeong, G. C., Vasiliev, E., Iorio, G., Evans, N. W., & Belokurov, V. 2019, *MNRAS*, 488, 1235
- Palicio, P. A., Recio-Blanco, A., Poggio, E., et al. 2023, *A&A*, 670, L7
- Peters, J. G. 1968, *ApJ*, 154, 225
- Pignatari, M., Gallino, R., Heil, M., et al. 2010, *ApJ*, 710, 1557
- Prantzos, N., Abia, C., Cristallo, S., Limongi, M., & Chieffi, A. 2020, *MNRAS*, 491, 1832
- Prantzos, N., Abia, C., Limongi, M., Chieffi, A., & Cristallo, S. 2018, *MNRAS*, 476, 3432
- Ramírez, S. V. & Cohen, J. G. 2002, *AJ*, 123, 3277
- Recio-Blanco, A., de Laverny, P., Allende Prieto, C., et al. 2016, *A&A*, 585, A93
- Recio-Blanco, A., de Laverny, P., Palicio, P. A., et al. 2023, *A&A*, 674, A29
- Recio-Blanco, A., Fernández-Alvar, E., de Laverny, P., et al. 2021, *A&A*, 648, A108
- Roriz, M. P., Lugaro, M., Pereira, C. B., et al. 2021, *MNRAS*, 501, 5834
- Rybizki, J., Green, G. M., Rix, H.-W., et al. 2022, *MNRAS*, 510, 2597
- Sanders, J. L. & Matsunaga, N. 2023, *MNRAS*, 521, 2745
- Shejeelammal, J., Goswami, A., Goswami, P. P., Rathour, R. S., & Masseron, T. 2020, *MNRAS*, 492, 3708
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
- Smith, V. V. & Lambert, D. L. 1985, *ApJ*, 294, 326
- Smith, V. V. & Lambert, D. L. 1986, *ApJ*, 311, 843
- Smith, V. V. & Lambert, D. L. 1988, *ApJ*, 333, 219
- Smith, V. V., Lambert, D. L., & McWilliam, A. 1987, *ApJ*, 320, 862
- Sneden, C., Kraft, R. P., Langer, G. E., Prosser, C. F., & Shetrone, M. D. 1994, *AJ*, 107, 1773
- Soszyński, I., Gieren, W., & Pietrzyński, G. 2005, *PASP*, 117, 823
- Straniero, O., Abia, C., & Domínguez, I. 2023, *European Physical Journal A*, 59, 17
- Straniero, O., Cristallo, S., & Piersanti, L. 2014, *ApJ*, 785, 77
- Straniero, O., Domínguez, I., Cristallo, S., & Gallino, R. 2003, *PASA*, 20, 389
- Straniero, O., Gallino, R., Busso, M., et al. 1995, *ApJ*, 440, L85
- Tautvaišienė, G., Viscasillas Vázquez, C., Mikolaitis, Š., et al. 2021, *A&A*, 649, A126
- Ulrich, R. K. 1973, in *Explosive Nucleosynthesis*, ed. D. N. Schramm & W. D. Arnett, 139
- Utsumi, K. 1970, *PASJ*, 22, 93
- Vanture, A. D. 1992, *AJ*, 104, 1997

Appendix A: ADQL query

```

SELECT source_id
FROM gaiadr3.astrophysical_parameters inner join
gaiadr3.gaia_source using(source_id)
WHERE
(rv_expected_sig_to_noise>0)
AND
(vbroad<=13)
AND
(teff_gspspec IS NOT NULL)
AND
(teff_gspspec<=4000)
AND
(ndfe_gspspec IS NOT NULL)
AND
( (ndfe_gspspec_upper-ndfe_gspspec_lower)<=0.40)
AND
(flags_gspspec LIKE '0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '_0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '__0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '___0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '____0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '_____0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '______0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '_______0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '_____0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '______0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '_______0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '_____0%')
AND
(flags_gspspec LIKE '%0__') OR (flags_gspspec
LIKE '%1__') OR (flags_gspspec LIKE '%2__')
AND
((flags_gspspec LIKE '%0__') OR (flags_gspspec LIKE
'%1__') )
AND
NOT
((ndfe_gspspec>1.99) AND (flags_gspspec LIKE
'_______0%') AND (flags_gspspec NOT LIKE
'%0__'))

```

Listing 1. ADQL query for the *Nd* AGB sample. Note that this query returns non-calibrated log(*g*).