



HAL
open science

Étude des propriétés chimiques des composantes cinématiques du disque galactique. Méthode de détermination automatique des paramètres stellaires.

Pascal Girard

► **To cite this version:**

Pascal Girard. Étude des propriétés chimiques des composantes cinématiques du disque galactique. Méthode de détermination automatique des paramètres stellaires.. Astrophysique [astro-ph]. Université Sciences et Technologies - Bordeaux I, 2006. Français. NNT: . tel-00165833v2

HAL Id: tel-00165833

<https://theses.hal.science/tel-00165833v2>

Submitted on 21 Sep 2008

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.

Résumé

L'étude des différentes populations d'étoiles de la Voie Lactée permet de décrire l'histoire de sa formation et de son évolution. Ainsi, le présent travail de thèse constitue une étape supplémentaire dans notre volonté de mieux comprendre l'origine du disque galactique.

La compilation de données chimiques et cinématiques et l'identification des groupes cinématiques nous a permis d'établir un état des lieux de nos connaissances sur les relations entre les abondances chimiques et la cinématique du disque mince et du disque épais.

A partir d'échantillons significatifs, nous avons pu confirmer certaines de leurs propriétés déjà observées, de mieux contraindre des points plus controversés et enfin de rapporter de nouveaux faits observationnels.

Cependant notre étude n'est basée que sur plusieurs centaines d'étoiles situées dans notre voisinage solaire. C'est pourquoi il a été mis au point TGMET α , une méthode automatique, dite de "distance minimum", basée sur la comparaison de spectres observés avec une grille de spectres synthétiques, permettant de déterminer les paramètres atmosphériques tels que T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et surtout $[\alpha/\text{Fe}]$ pour de grands volumes de données spectroscopiques à basse et haute résolutions.

TGMET α offre ainsi la possibilité de sonder beaucoup plus loin de part et d'autre du plan galactique.

Cela a été en partie réalisé grâce au catalogue d'étoiles du SDSS, DR3, qui contient plusieurs milliers d'objets situés loin du plan galactique. Notamment entre 1 et 3 kpc, là où le disque épais est la population dominante. Cela a permis d'étudier les propriétés du disque épais en relation avec une population représentative du halo. Certaines propriétés du disque épais et du halo ont pu être vérifiées et de nouveaux faits observationnels ont été mis en évidence, notamment, l'existence d'un gradient radial négatif, significatif, dans le disque épais, ce qui n'avait jamais été montré auparavant. Cette nouvelle contrainte forte indique que la production des éléments α par rapport au fer a été plus efficace dans les régions centrales de la galaxie que dans les régions externes. Ce nouveau fait doit être absolument pris en compte dans les prochains scénarios de formation du disque.

De plus la présence de débris de galaxies satellites semble être mise en évidence, à partir de leur vitesse de rotation, de leur métallicité $[\text{Fe}/\text{H}]$ et de leur rapport $[\alpha/\text{Fe}]$, dans la population du halo, à $|z| > 8$ kpc.

Pour aller plus loin, TGMET α pourrait être utilisé pour analyser un plus grand nombre d'étoiles (par exemple à partir du DR5 mais aussi du survey SEGUE qui est l'extension du SDSS, ou encore du survey RAVE ou Gaia) et ainsi analyser les propriétés du disque épais, du halo mais aussi de nombreux "moving groups" comme des reliquats de galaxies satellites.

Abstract

The study of stellar populations of the Milky Way makes possible the study of the history of its formation and its evolution. Thus, the work presented here constitutes an additional step in our aim to better understand the origin of the galactic disk.

The compilation of chemical and kinematics data and the identification of the kinematical groups enabled us to establish an inventory of fixtures of our knowledge on the relations between chemical abundances and the kinematics of the thin disk and the thick disk.

From significant samples, we confirm some of their properties already observed, we clarify more discussed points and finally report new observational facts.

However, our study is based only on several hundreds of stars located in our solar vicinity. This is why it was developed TGMET α , an automatic method, based on the comparison of observed spectra with a grid of synthetic spectra. This, in the way to determine the atmospheric parameters T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$ for large samples of spectroscopic data at low and high resolution. Thus, TGMET α gives the perspective to probe more deeply in the galactic plane.

That was done thanks to the SDSS, DR3, spectroscopic catalogue which contains several thousands of objects located far from the galactic plane. In particular between 1 and 3 kpc, where the thick disk is the dominant stellar population. That made it possible to study the properties of the thick disk in relation to a stellar population representative of the halo.

Several properties of the thick disk and the halo have been checked and new observational facts were highlighted, in particular, the evidence of a strong radial negative gradient, in the thick disk. This fact has never been shown before. This new strong constraint indicates that the production of α elements compared to those of iron was more effective in the central regions of the Galaxy than in the external regions.

This new fact must be absolutely taken into account in the next scenarios of formation of the galactic disk. Moreover the presence of accreted satellites debris seems to be highlighted, from their rotational velocity, their metallicity $[\text{Fe}/\text{H}]$ and their $[\alpha/\text{Fe}]$ ratio, in the stellar population of the halo.

To go further, TGMET α could be used to analyze a larger number of stars (for example from the DR5 sample, but also the SEGUE survey which is the extension of the SDSS, or the RAVE survey or from the future Gaia survey) and thus to analyze the properties of the thick disk, moving groups and accreted galaxy satellites.

Remerciements

Je remercie tout d'abord Caroline Soubiran pour m'avoir offert la possibilité d'effectuer cette thèse.

Je remercie Jean-Marc Huré d'avoir accepté d'être président de mon jury de thèse ainsi que pour ses conseils et encouragements pour la soutenance.

J'exprime tout ma gratitude à Beatriz Barbuy et Olivier Bienaymé, mes rapporteurs, pour leurs remarques pertinentes sur le manuscrit. Je remercie Frédéric Thévenin ainsi que Stéphane Guilloteau d'avoir accepté de faire parti de mon jury de thèse.

J'exprime toute ma reconnaissance à Carlos Allende Prieto et Beatriz Barbuy pour leurs précieuses données spectroscopiques qui m'ont permis d'obtenir les résultats majeurs de ma thèse.

Je remercie très chaleureusement Joachim Köppen et Agnès Acker pour leur précieuse collaboration, sur les nébuleuses planétaires, qui a abouti à un article.

Je remercie l'ensemble du personnel de l'Observatoire de Bordeaux que j'ai eu un grand plaisir à côtoyer lors de ces trois années. Il serait trop long de citer tout le monde, mais je ne peux pas ne pas citer "Magic" Jean-Pierre, Fab, Michel dob, Jean Brillet, Bertrand & Willy, Michel rap "l'homme de théâtre"...

Je remercie également les enseignants, les moniteurs et le personnel technique de l'Université de Bordeaux 1 avec lesquels j'ai collaboré lors de mon monitorat.

Une petite pensée également aux membres du bureau de l'école doctorale que j'ai eu le plaisir de rencontrer, plus particulièrement sa présidente Nathalie Labat et son assistante Mina Rrifi.

Je remercie le personnel de l'Observatoire de Haute Provence pour leurs conseils et leur disponibilité pour mener à bien les observations au T193, et plus particulièrement les techniciens de nuit qui m'ont permis, entre autres, de rester éveillé lors des longues nuits d'observations.

Je remercie Bertrand Dauphole de m'avoir permis d'animer des soirées d'observations (qui se sont transformées en soirées de conférences car il pleuvait toujours lors de ces soi-

rées) dans le cadre de l'Université du Temps Libre ainsi que pour son aide et ses conseils dans le cadre de mon monitorat.

Je remercie également Johnatan Braine, mon parrain de thèse, pour son écoute et sa disponibilité.

Impossible d'ignorer la "Dream Team" de l'Observatoire à commencer par les occupants actuels ou plus anciens du maintenant légendaire Bureau B107 avec le "Titanesque" Marco, le "petit" Yannick et Géraldine "gégé le drôle de poisson". Cependant ce n'est pas sans oublier, loin de là, les occupants des bureaux plus ou moins voisins avec Thibault, Séb, Arnaud, Erwan, Mathieu et Aurélie.

A vous tous, j'exprime toute mon amitié, je n'oublierai jamais les grands moments de rigolade et de délire en tous genres passés avec vous, sans oublier, entre autres, les parties de Tarot "interdites" et les soirées au Frog.

Merci à l'inventeur du babyfoot, sans qui n'aurait jamais eu lieu les parties endiablées le midi avec Willy, Bertrand, Pascal, Benjamin et les anciens de l'obs: Eric "caribouman", Julio "Brazil", Séb, Nicolas R et P, Simon, Johan, Jo.

Je fais un clin d'oeil à Pascal Lambert, mon pote du DEA strasbourgeois qui vit à son tour les derniers instants (pas forcément les meilleurs) de la vie de thésard (tout comme Marc d'ailleurs).

Un grand merci à David Katz et Roger Cayrel pour leurs précieux conseils lors de la préparation de la soutenance orale, à l'observatoire de Paris.

Un grand merci également à Cécile qui a participé à la chasse aux coquilles et fautes d'orthographe de ce manuscrit.

Je remercie toutes les personnes qui sont venues assister et m'encourager lors de ma soutenance de thèse et plus particulièrement Yann & Sophie, Julie, Michèle & Marie-Claude, mais surtout ma femme Valérie qui a du subir auparavant, quelques répétitions et me supporter pendant la rédaction de ce manuscrit. J'exprime également toute ma reconnaissance a mes parents qui, en plus d'avoir fait 500 km pour assister à la soutenance, m'ont toujours soutenu et respecté mes choix tout au long de mes études aux quatre coins de la France.

Je remercie tous ceux qui n'ont pas pu venir mais qui m'ont encouragé, notamment ma "tite" soeur Aurélie, Damien, "belle maman" Marie-France.

Table des matières

Résumé	i
Abstract	iii
Remerciements	iv
1 Le disque galactique	1
1.1 Structure générale de la Galaxie	1
1.2 Mécanismes de formation des éléments chimiques	4
1.3 Le disque et le halo stellaire de la Galaxie	6
1.3.1 Le disque mince	7
1.3.2 Le disque épais	8
1.3.3 Le halo	10
1.3.4 Des sous-structures dans le disque galactique et le halo	11
1.4 Les relations entre les différentes composantes	14
1.5 Hypothèses sur la formation du disque galactique	25
1.5.1 Quelques modèles rejetés	26
1.5.2 Quelques modèles viables	27
1.6 Conclusion	32
2 Étude des propriétés chimiques des groupes cinématiques du disque galactique	33
2.1 Introduction	33
2.2 Le catalogue des abondances chimiques	34
2.2.1 Construction du catalogue	34
2.2.2 Tendances générales des éléments chimiques dans l'échantillon global	39
2.3 Les vitesses, les âges et les paramètres orbitaux	41
2.4 Classification des composantes cinématiques du disque	44
2.4.1 Comparaison avec d'autres critères de sélection	47
2.5 Propriétés chimiques des groupes cinématiques	48
2.5.1 Relations âge-métallicité	53
2.5.2 Recherche d'un gradient vertical	55
2.6 Conclusion	56

3	Détermination automatique des paramètres atmosphériques	73
	(T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$)	
3.1	Introduction	73
3.2	Description de TGMET α et de sa librairie de référence	75
3.3	Les données observationnelles et tests	78
3.3.1	Évaluation de T_{eff}	80
3.4	Évaluation de $\log g$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$	82
3.5	Évaluation du rapport $[\alpha/\text{Fe}]$	83
3.6	Étude de l'influence du rapport S/N sur les résultats	84
3.7	TGMET α avec des spectres à moyenne et basse résolution	86
3.7.1	Résolution $R=10\ 000$	86
3.7.2	Résolution $R=1\ 000$	88
3.8	Étude des composantes cinématiques	90
3.9	Résumé et perspectives	95
4	Application à un grand volume de spectres : les spectres du SDSS (Sloan Digital Sky Survey)	111
4.1	Le Sloan Digital Sky Survey	111
4.1.1	La mission	111
4.1.2	Les données	112
4.2	Sélections en couleurs	113
4.3	Pré-traitement des spectres	113
4.4	Détermination des paramètres atmosphériques	114
4.4.1	Calibration avec les spectres ELODIE, $R = 1\ 000$	115
4.5	Analyse des étoiles du SDSS avec TGMET α	117
4.6	Calculs des distances, des coordonnées spatiales et des vitesses de rotation	118
4.7	Résultats	120
4.7.1	Sélection des échantillons représentatifs	120
4.7.2	Propriétés du disque épais et du halo	129
4.8	Conclusion et perspectives	133
	Conclusion et perspectives	137
	Annexe A :	
	Publication	139
	Annexe B :	
	Communication	155
	Annexe C :	
	Poster 1	161
	Annexe D :	
	Poster 2	163

Annexe E :	
Poster 3	165
Annexe F :	
Poster 4	167

Table des figures

1.1	La Voie Lactée vue par la tranche et vue de dessus	2
1.2	Groupes d'éléments atomiques dans un diagramme représentant l'abondance relative en fonction du numéro atomique.	4
1.3	$[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ à partir de l'échantillon d'Edvardsson et al. (1993)	15
1.4	V_{LSR} et $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour l'échantillon de Chen et al. (2000)	16
1.5	$[X/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ d'après Prochaska et al. (2000)	18
1.6	$[\text{Eu}/\text{Ba}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ d'après Mashonkina & Gehren (2000, 2001).	19
1.7	$[X/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ d'après Reddy et al. (2003)	20
1.8	Relation âge-métallicité dans le disque mince d'après Reddy et al. (2003)	21
1.9	$[X/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ d'après Bensby et al. (2005)	22
1.10	$[\text{Eu}/\text{Ba}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ d'après Bensby et al. (2005)	23
1.11	Relation âge-métallicité dans le disque épais d'après Bensby et al. (2004)	23
1.12	$[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ d'après Mishenina et al. (2004)	24
1.13	Z_{max} en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ et de $[\alpha/\text{Fe}]$	24
1.14	$[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ d'après Reddy et al. (2006)	25
1.15	Fraction des étoiles formées dans la Galaxie d'après Abadi et al. (2003b)	28
1.16	Diagramme de Toomre et simulations des âges, des vitesses de rotation et de la métallicité des étoiles de chaque population pour les étoiles du voisinage solaire; d'après les simulations de Brook et al. (2005)	30
1.17	Simulation de $[\text{O}/\text{Fe}]$, $[\text{Si}/\text{Fe}]$, $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour les étoiles du voisinage solaire; d'après Brook et al. (2005)	31
2.1	Comparaison du rapport $[\text{Mg}/\text{H}]$ ETL/HETL	37
2.2	Comparaison du rapport $[\text{Na}/\text{H}]$ ETL/HETL	37
2.3	Différences entre le rapport $[\text{O}/\text{H}]$ en ETL à 6300Å obtenues pour les auteurs ayant des étoiles en commun.	38
2.4	$[X/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$	40
2.5	σ_W en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$	42
2.6	Excentricité en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$	43
2.7	L'âge en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$	43
2.8	Les 6 groupes cinématiques de Famaey et al. (2004) dans le plan (UV).	45
2.9	L'échantillon complet représenté dans le plan (U,V) et dans un diagramme de Toomre: $UW = \sqrt{U^2 + W^2}$ km.s ⁻¹	47
2.10	$[X/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ moyen par intervalle de métallicité	49
2.11	L'âge en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$	54

2.12	L'âge moyen en fonction de chaque intervalle en $[\text{Fe}/\text{H}]$	54
2.13	La distance maximale, Z_{max} , atteinte par l'orbite de chaque étoile du disque épais par intervalle de métallicité	55
3.1	Une partie d'un spectre synthétique avec différentes abondances $[\alpha/\text{Fe}]$. . .	76
3.2	Une partie de deux spectres observés avec le flux ajusté de leur spectre synthétique le plus proche.	79
3.3	T_{eff} de TGMET α en fonction de T_{eff} de la littérature.	81
3.4	T_{eff} de TGMET α , corrigé, en fonction de l'indice V-K, ajusté avec un polynôme de degré 2	82
3.5	$[\text{Fe}/\text{H}]$ de TGMET α en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ de la littérature.	83
3.6	$\log g$ de TGMET α en fonction de $\log g$ de la littérature.	84
3.7	$[\alpha/\text{Fe}]$ de TGMET α en fonction de $[\alpha/\text{Fe}]$ à partir des différentes listes. . .	85
3.8	Distribution du S/N de notre échantillon de 1790 spectres	86
3.9	$\Delta(\text{TGMET}\alpha - \text{catalogues de référence})$ pour chaque paramètre en fonction de chaque échantillon de spectres dégradés	87
3.10	Résultats à $R=10\,000$ pour T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$ donnés par TGMET α en fonction de ceux des échantillons de référence.	88
3.11	Résultats à $R=1\,000$ pour T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$ donnés par TGMET α en fonction de ceux des échantillons de référence.	89
3.12	Histogramme des distances en log pour notre échantillon de 1496 étoiles . . .	90
3.13	L'échantillon global de 1496 étoiles représenté dans le plan U-V.	92
3.14	L'échantillon global de 1496 étoiles représenté dans un diagramme de Toomre . . .	92
3.15	Jz en fonction de ecc pour l'échantillon global de 1496 étoiles	93
3.16	$[\alpha/\text{Fe}]$ moyen en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ moyen par intervalle de métallicité. . .	94
3.17	Z_{max} , la distance maximale atteinte par l'orbite par rapport au plan galactique en fonction de la métallicité.	94
3.18	R_{mean} en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ par intervalle de métallicité	96
3.19	Z_{max} en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ par intervalle de métallicité	96
4.1	Résultats à $R=1\,000$ pour T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ donnés par Allende Prieto et al. (2006) en fonction des valeurs de la bibliothèque ELODIE	115
4.2	Résultats à $R=1\,000$ pour T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$ donnés par TGMET α en fonction des valeurs données par les échantillons de référence.	116
4.3	Distribution des étoiles de notre échantillon final dans le système de coordonnées galactiques l et b	118
4.4	Projection des étoiles de notre échantillon final dans plan galactique	120
4.5	Projection des étoiles de notre échantillon final dans le système de coordonnées cartésiennes galactique x,y	120
4.6	Projection des étoiles de notre échantillon final dans le système de coordonnées cartésiennes galactique y,z	121
4.7	Distribution de la métallicité en fonction de $ z $ des étoiles F et G à partir de l'échantillon d'Allende Prieto et al. (2006).	122
4.8	$[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour les étoiles du type G à $1\text{ kpc} < z < 3\text{ kpc}$ du plan galactique	123

4.9	$[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la distance galacto-centrique R pour les étoiles des trois régimes	124
4.10	$[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la distance $ z $ au dessus du plan galactique pour les étoiles des trois régimes	125
4.11	Distribution de $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $ z $ (par intervalles de ~ 200 pc) et R (par intervalles de ~ 0.5 kpc) pour l'échantillon du disque épais.	126
4.12	Distribution de $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $ z $ (par intervalles de ~ 200 pc) et R (par intervalles de ~ 0.5 kpc) pour l'échantillon du halo.	126
4.13	Distribution de $[\text{Fe}/\text{H}]$ en fonction de $ z $ (par intervalles de ~ 200 pc) et R (par intervalles de ~ 0.5 kpc) pour l'échantillon du disque épais.	127
4.14	Distribution de $[\text{Fe}/\text{H}]$ en fonction de $ z $ (par intervalles de ~ 200 pc) et R (par intervalles de ~ 0.5 kpc) pour l'échantillon du halo.	127
4.15	$[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la vitesse V_{rot} pour les étoiles des trois régimes	128
4.16	$[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour les étoiles du régime du disque épais et celles du halo situées à $ z > 8$ kpc.	129
4.17	$[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de R . Mêmes symboles que pour la figure 4.16	130
4.18	$[\text{Fe}/\text{H}]$ en fonction de R . Mêmes symboles que pour la figure 4.16	131
4.19	$[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la distance $ z $ au dessus du plan galactique pour les étoiles du régime "disque épais" seules et celles avec en plus les étoiles du régime "disques mince/épais".	132
4.20	V_{rot} en fonction de $[\alpha/\text{Fe}]$. Mêmes symboles que pour la figure 4.16	133

Liste des tableaux

2.1	Liste des 11 références utilisées	35
2.2	Statistiques de la comparaison de T_{eff}	36
2.3	Nombre d'étoiles pour chaque élément	39
2.4	Paramètres cinématiques des trois groupes considérés et proportions dans notre échantillon.	46
2.5	Abondance moyenne, écart-type et nombre d'étoiles par intervalles de métallicité	50
3.1	Extrait de la liste des 2073 spectres avec les valeurs des paramètres estimés par TGMET α	80
3.2	Écart-types pour chaque paramètre pour les spectres avec un $S/N > 50$ et un $S/N < 50$	85
3.3	Paramètres cinématiques de chaque groupe cinématique considéré avec leur proportion dans notre échantillon.	91

Chapitre 1

Le disque galactique

Ce premier chapitre présente les bases essentielles permettant de situer mon sujet de thèse dans son contexte, et de comprendre les motivations de mon travail.

Nous verrons comment sont définies les différentes populations stellaires et quelles sont leurs caractéristiques, notamment chimiques et cinématiques.

Je présenterai un état des lieux précis de nos connaissances actuelles sur les relations entre les différentes composantes cinématiques du disque galactique en dégagant les points contradictoires ou encore incertains.

Les différentes hypothèses de formation du disque galactique seront également discutées en fonction des faits observationnels rapportés.

1.1 Structure générale de la Galaxie

La Voie Lactée n'est pas seulement le nom de la bande laiteuse observable la nuit dans un ciel non pollué par la lumière artificielle des villes mais tout simplement le nom de la galaxie à laquelle nous appartenons. En effet, le Soleil ainsi qu'environ 200 à 400 milliards d'autres étoiles, constituent la composante stellaire de la Galaxie. A cela vient s'ajouter une composante en gaz et poussière mais aussi une composante dite "noire", n'émettant aucun rayonnement. L'influence de cette matière noire peut s'observer à partir de la courbe de rotation de la Galaxie. Elle intervient également sur la dynamique des objets peuplant le halo des galaxies mais aussi sur la dynamique des amas de galaxies. Cette composante sombre serait 10 fois plus importante que la masse lumineuse (l'ensemble des objets émettant un rayonnement) et s'étendrait jusqu'à plus de 100 kpc du centre galactique.

L'observation de la Voie Lactée permet de situer notre position en son sein. La Galaxie, représentée schématiquement dans la figure 1.1, est une spirale barrée, c'est à dire qu'elle possède un disque contenant des bras spiraux avec une barre centrale.

Cette dernière a longtemps été soupçonnée par les astronomes mais son existence fut pour la première fois démontrée par Blitz et Spergel en 1991. Une barre galactique est une structure dense allongée, au centre du disque, faite d'étoiles et de gaz interstellaire.

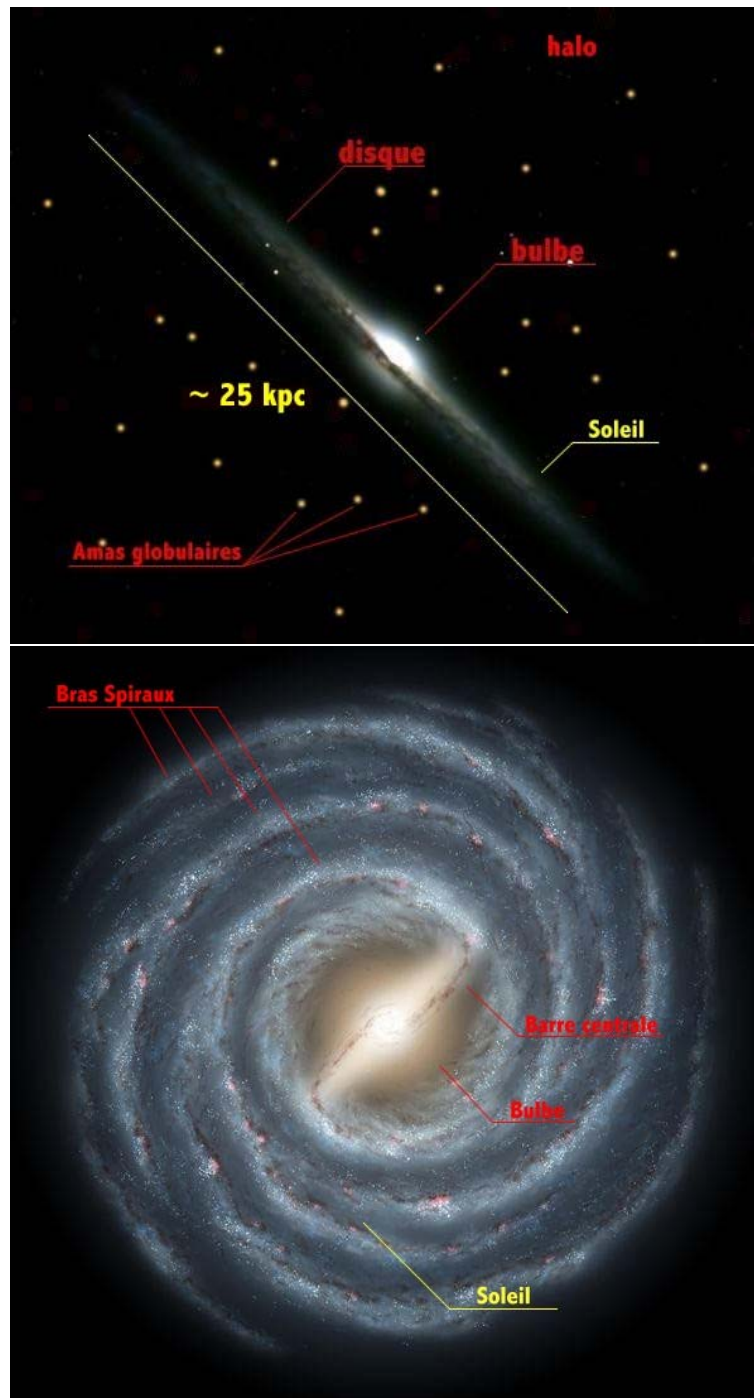


FIG. 1.1 – Schéma de la Voie Lactée vue par la tranche (en haut), et vue depuis le pôle galactique nord (en bas). Les principales structures et la position du Soleil y sont indiquées. Photo du haut: NGC 4565, Robert Gendler, Connecticut. Image du bas: R. Hurt (SSC), JPL-Caltech, NASA, GLIMPSE Team. Texte et mise en forme: P. Girard.

Cette structure se retrouve sur près des deux tiers des galaxies spirales et s'exprime plus ou moins fortement. Les barres sont des instabilités qui apparaissent naturellement dans un disque autogravitant en rotation, tel qu'un disque de galaxie spirale. La présence d'une barre perturbe alors l'évolution dynamique du disque.

Vue par la tranche on distingue également le bulbe qui est le coeur de la Galaxie constitué d'un trou noir supermassif central de plusieurs millions de masses solaires, dont le point central est corrélé à une source radio très intense, Sagittarius A*.

Les étoiles qui composent le bulbe sont majoritairement riches en métaux (Whitford & Rich 1983 et Rich 1988, et plus récemment Zoccali et al. 2003).

Le diamètre de la Voie Lactée est environ de 25 kpc et est entouré par un halo sphérique avec une faible densité d'étoiles s'étendant jusqu'à 50 à 100 kpc.

Le Système Solaire est quand à lui situé dans une région externe du disque de la Voie Lactée à environ 2/3 de la distance centre-bord, c'est à dire à environ 8.5 kpc du centre de la Galaxie, observable en direction de la constellation du Sagittaire. La masse visible de la Galaxie est comprise entre $750 \cdot 10^9$ et $1\,000 \cdot 10^9$ masses solaires (M_{\odot}) et est 10 fois moins importante que la masse dynamique, dominée par la matière noire.

L'origine de la structure spirale de la Galaxie est due aux ondes de densités générées par des perturbations gravitationnelles induites, au niveau solaire en particulier, par la barre centrale galactique. Les bras sont typiquement nommés en fonction des constellations dans lesquelles on peut les observer. Le Système Solaire, lui, se trouve dans le bras dit "Local" ou le bras d'Orion.

La Galaxie n'est pas un système "figé". Elle est en permanente évolution dynamique et chimique. En effet, le milieu interstellaire (MIS) s'enrichit continuellement en divers éléments chimiques. Ceux-ci sont produits lors des générations successives d'étoiles. La détermination de leur abondance nous donne des renseignements cruciaux sur la formation et l'évolution de la Galaxie.

Dans la prochaine section, nous passerons en revue les différents mécanismes de formation des éléments chimiques qui vont nous intéresser dans la suite de ce manuscrit.

La Galaxie fait partie d'un groupe appelé groupe Local qui contient 3 grandes galaxies et plus de 30 galaxies naines. La grande galaxie la plus proche de nous est la galaxie d'Andromède (M31) qui se situe environ à 890 kpc. Cependant, il y a des galaxies naines qui sont bien plus proches de nous que M31, comme les nuages de Magellan, observables à l'oeil nu dans l'hémisphère Sud.

Dans les prochains paragraphes nous décrirons plus précisément certaines structures de la Voie Lactée.

1.2 Mécanismes de formation des éléments chimiques

Dans la suite de ce chapitre et du manuscrit, nous évoquerons à de nombreuses reprises les abondances des éléments α (ex : O, Mg, Si, Ca, Ti), des éléments du pic du fer (ex : Cr, Ni, Co, Zn, Fe), des éléments des processus r et s (ex : Ba, Y, Sr, Eu) (Fig. 1.2). Tous ces éléments peuvent avoir des origines variées, faisant intervenir des mécanismes différents. C'est pourquoi il est important de comprendre comment et par quels mécanismes ces éléments se forment afin de mieux comprendre l'histoire et l'évolution des différentes populations stellaires à travers des mesures d'abondances chimiques.

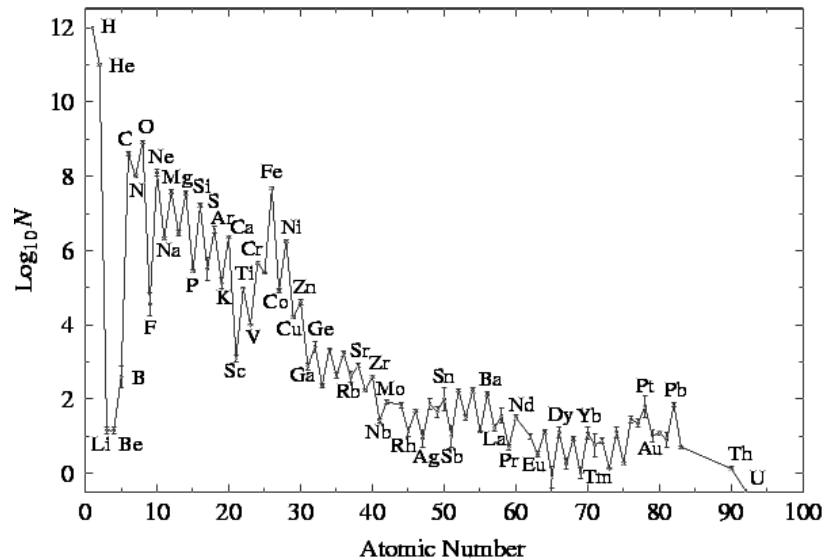


FIG. 1.2 – Groupes d'éléments atomiques dans un diagramme représentant l'abondance relative en fonction du numéro atomique.

La nucléosynthèse des étoiles de faible masse et de masse intermédiaire, $0.8 \leq M/M_{\odot} \leq 8$, produit essentiellement de l'hélium (He), du carbone (C) et de l'azote (N). D'autres éléments dits "processus s " comme le baryum (Ba), l'yttrium (Y) et le strontium (Sr) sont produits dans les étoiles évoluées de 1 à $3 M_{\odot}$ (mécanisme que nous détailleront ultérieurement dans ce paragraphe).

Pour former des éléments plus lourds d'autres mécanismes rentrent en scène.

Les principaux sont les explosions d'étoiles massives ($M > 8 M_{\odot}$) appelées supernovae de type II (SN II) et les explosions de supernovae de type Ia (SN Ia) faisant intervenir un système double composé d'une naine blanche et d'une étoile géante ou une étoile de la séquence principale. Le phénomène de SN Ia se produit lorsque que la naine blanche a accreté une masse d'hydrogène, issue de l'atmosphère de l'étoile voisine, atteignant la masse de Chandrasekhar ($M_{ch} = 1.44 M_{\odot}$), provoquant ainsi une réaction thermonucléaire à sa surface.

Ces mécanismes produiront chacun des éléments bien déterminés, en proportions variées.

Les régions centrales des étoiles massives atteignent des températures très élevées, conduisant à la formation des éléments lourds jusqu'au fer. Les éléments comme l'oxygène (O), le magnésium (Mg), le silicium (Si), le calcium (Ca), le titane (Ti) se forment par capture de particules α (noyaux d'hélium). Ce mécanisme intervient dans les étoiles massives. Ces éléments, se disperseront dans le milieu interstellaire (MIS) lors des SN II. D'autres éléments sont produits dans les étoiles massives comme les éléments du pic du fer, exemple le chrome (Cr), le nickel (Ni), le zinc (Zn), le cobalt (Co) et bien sur le fer (Fe). Ce sont les éléments les plus stables et les plus lourds pouvant être synthétisés par fusion dans une étoile.

Les SN Ia produisent également des éléments du pic du fer. Et cela en plus grande proportion par rapport aux SN II. 2/3 du fer seraient produits lors des SN Ia contre 1/3 pour les SN II (Timmes et al. 1995). Les SN Ia contribueraient à l'enrichissement du MIS sur des échelles de temps de 0.5 à 2 Ga (Matteucci 2001). Et contrairement au SN II, les SN Ia ne produisent pas d'éléments α .

Pour former des éléments plus lourds que le fer, d'autres mécanismes sont nécessaires.

Intéressons-nous maintenant aux processus lents et rapides (processus s (slow) et processus r (rapid)), pendant lesquels les éléments se forment par capture de neutrons. Lors du r -process, le flux de neutrons est important, il se produit plusieurs captures de neutrons avant une désintégration β^- (transformation d'un neutron en un proton, accompagnée d'une émission d'une particule β^- , électron + anti-neutrino). En revanche, lors du s -process, le flux de neutrons est faible et une désintégration β^- peut se produire entre chaque capture de neutrons.

Ainsi ces deux processus ne formeront pas en même quantité les éléments comme l'euprium (Eu) et le baryum (Ba).

D'après les abondances solaires de Ba et d'Eu, 81% de Ba est produit par le processus s (19% par le processus r) et 94% d'Eu par le processus r (Arlandini et al. 1999 et dans des proportions similaires par Travaglio et al. 1999). Ces proportions sont déterminées à partir des rendements stellaires dits "yields" qui sont des prédictions d'abondances basées sur des modèles d'évolution stellaire.

Ainsi par rapport aux abondances solaires le rapport [Eu/Ba] dû au seul processus r est de 0.7 dex : $[\text{Eu}/\text{Ba}]_r = 0.7 \text{ dex}$.

Les réactions du processus r interviennent lors des SN II. Lors de ces événements se produisent l'essentiel d'Eu et très peu de Ba, d'Y et de Sr (Cescutti et al. 2006), alors que les réactions du processus s se produisent lors de la phase AGB d'étoiles de 1 à 3 M_\odot (lors des pulsations thermiques) et forment l'essentiel des éléments Ba, Y et Sr.

Il faut plusieurs milliards d'années pour qu'une étoile de la séquence principale évolue en naine blanche (pouvant potentiellement donner lieu à des SN Ia si elle fait partie d'un système double) ou en AGB. Tandis que pour une étoile massive, l'évolution en SN II ne prendra que quelques dizaines de millions d'années.

On s'attend donc à ce que les étoiles les plus vieilles (de population II) de la Galaxie, aient un rapport $[\text{Eu}/\text{Ba}]_r = 0.7$ car les éléments du processus s n'auront pas eu le temps d'enrichir le MIS.

On s'attend également à ce que ces vieilles étoiles aient un rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ élevé.

Ainsi les rapports d’abondances des éléments α par rapport au fer ($[\alpha/\text{Fe}]$) mais aussi de l’euprium par rapport au baryum ($[\text{Eu}/\text{Ba}]$) en fonction de la métallicité ($[\text{Fe}/\text{H}]$) permettent de retracer l’histoire de l’enrichissement du MIS, de contraindre la fonction de masse initiale (IMF) et le taux de formation d’étoiles (SFR) dans les différentes composantes stellaires de la Galaxie.

Une des méthodes dites “classiques” pour mesurer les abondances chimiques des étoiles à partir de spectres, consiste à mesurer les largeurs équivalentes des raies spectrales et de les comparer avec des modèles d’atmosphères stellaires, comme par exemple les modèles MARCS (originellement développé par Gustafsson et al. 1975) et NEXTGEN (Hauschildt, Allard & Baron 1999). Avec l’arrivée de très grands volumes de données spectroscopiques, l’application de ces méthodes “classiques” n’est, actuellement, pas adaptée. C’est pourquoi il est nécessaire de mettre au point des méthodes “automatiques” de détermination d’abondances chimiques, ce qui constitue l’un des principaux objectifs du présent travail de thèse.

La mise au point d’une telle méthode sera largement abordée dans le chapitre 3. Elle permet de déterminer les paramètres atmosphériques comme T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et surtout le rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ des étoiles du type FGK à partir de spectres synthétiques.

Elle offre également la perspective d’analyser de grands volumes de données spectroscopiques (chapitres 3 et 4).

1.3 Le disque et le halo stellaire de la Galaxie

Différentes populations stellaires se retrouvent dans le voisinage solaire. Les principales sont le disque mince et le disque épais. La population du halo est en revanche dominante à plusieurs kpc du plan galactique.

Ces populations peuvent se caractériser par des distributions spatiales, cinématiques et chimiques particulières, reflétant les propriétés chimiques et dynamique du gaz au moment de leur naissance ainsi que leur évolution au cours du temps.

Les distributions spatiales se caractérisent par les échelles de hauteur et de longueur ainsi que par leurs proportions (densités) en nombre d’étoiles dans le voisinage solaire.

Les distributions cinématiques sont caractérisées par des vitesses moyennes U, V et W selon respectivement les trois directions galactiques, radiale, rotationnelle et verticale. A ces trois composantes viennent s’ajouter leurs dispersions σ_U , σ_V et σ_W . Dans la suite les vitesses seront exprimées par rapport au LSR (Local Standard of Rest), repère local qui suit le courant moyen des étoiles du voisinage solaire.

En première approximation, les distributions des vitesses, U, V et W peuvent être considérées comme maxwellienne, on parle alors d’ellipsoïde des vitesses de Schwarzschild. Cependant, à cause des perturbations pouvant être engendrées notamment par les bras spiraux, les nuages moléculaires ou les galaxies satellites, les distributions des vitesses doivent être probablement plus complexes.

Enfin, il y a peu d'évidences que les distributions de métallicité des populations stellaires soient maxwelliennes. De plus celles-ci peuvent se chevaucher, ce qui rend difficile la séparation des populations stellaires à partir de ce seul critère. Cependant, l'abondance en éléments α à métallicité donnée de ces populations stellaires peut être un bon traceur des conditions de leur formation et de leur évolution. Ce dernier aspect sera développé dans la section 1.4.

Dans les prochains paragraphes je détaillerai les différentes propriétés du disque mince, du disque épais, du halo ainsi que des différentes sous-structures de la Galaxie.

1.3.1 Le disque mince

Le disque mince est la structure interne du disque galactique. La loi de densité du disque mince a pu être déterminée à partir de comptages d'étoiles (Gilmore & Reid 1983 ; Robin et al. 1996). Celle-ci est représentée par une échelle de hauteur d'environ 300 pc et d'une échelle de longueur, estimée entre 2.5 et 4.5 kpc.

Les orbites des étoiles du disque mince autour de la Galaxie sont circulaires et aplaties. En moyenne l'ensemble du disque mince tourne approximativement à la vitesse du LSR ($V_{LSR} = 220 \text{ km.s}^{-1}$), avec un léger retard, V_{LAG} de $-12 \pm 2 \text{ km.s}^{-1}$ (Soubiran et al. 2003). Ainsi les composantes des vitesses radiale U et verticale W sont nulles. La dispersion des vitesses des étoiles du disque mince sont $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W) = (39 \pm 2, 20 \pm 2, 20 \pm 1) \text{ km.s}^{-1}$ (Soubiran et al. 2003). Au fur et à mesure du temps, la dispersion des vitesses d'une étoile augmente et est due aux perturbations gravitationnelles qu'elle subie, il s'agit d'un "chauffage" cinématique. Ainsi les "vieilles étoiles" du disque mince ont une dispersion des vitesses élevée par comparaison avec des étoiles jeunes.

Les étoiles qui composent le disque mince sont de population I, c'est à dire jeunes avec une métallicité moyenne, $[\text{Fe}/\text{H}] \sim 0.0$ dex selon Haywood (2001) et $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.2$ dex selon Nordström et al. (2004). Cependant il faut rester prudent sur les valeurs de métallicité car il peut exister des biais importants selon les mesures, photométriques et spectroscopiques, ainsi que les calibrations utilisées.

De ce fait les valeurs données par Nordström et al. (2004), qui utilisent la photométrie de Strömgren avec la calibration de Schuster & Nissen (1989) (SN89), ne sont pas très précises. En effet, Haywood (2002) montre qu'il y a des effets systématiques, dépendant de l'indice $B - V$, entre les valeurs de $[\text{Fe}/\text{H}]$ données avec la calibration de SN89 et celles issues de déterminations spectroscopiques. La figure 2, dans Haywood (2002), montre clairement les écarts observés, qui peuvent atteindre 0.1–0.3 dex, selon différents intervalles en $[\text{Fe}/\text{H}]$ en fonction de $B - V$. Ainsi, les valeurs moyennes de Nordström et al. (2004) ne sont pas très précises.

Des gradients radiaux et verticaux en métallicité sont observés dans le disque mince

local. Marsakov & Borkova (2006) ont récemment déterminé leur valeur respective : $grad_R[\text{Fe}/\text{H}] = (-0.05 \pm 0.01) dex.kpc^{-1}$ et $grad_Z[\text{Fe}/\text{H}] = (-0.29 \pm 0.06) dex.kpc^{-1}$. Ils ont également mis en évidence un gradient vertical significatif en $[\text{Mg}/\text{Fe}]$, $grad_Z[\text{Mg}/\text{Fe}] = (0.13 \pm 0.02) dex.kpc^{-1}$.

L'âge moyen du disque mince est estimé à 8.8 ± 1.7 Ga (del Peloso et al. 2005). Il existe une relation entre l'âge et la métallicité (AMR) dans le disque mince local. Les tentatives de sa mise en évidence ont fait l'objet d'un grand nombre d'études, la première étant de Twarog (1980) et une des plus significatives, est celle d'Edvardsson et al. (1993). Cependant, l'échantillon d'Edvardsson et al. (1993) n'est pas représentatif du disque mince. Il contient un mélange de deux populations d'étoiles avec des métallicités moyennes et des relations âge-métallicité différentes. Plus récemment, Rocha-Pinto et al. (2000) ont étudié l'AMR à partir d'un échantillon de plus de 500 étoiles du voisinage solaire. Ils montrent une AMR avec une dispersion de 0.13 dex et estiment la métallicité initiale du disque à $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.7$ dex. Enfin, à partir d'un échantillon d'étoiles du disque mince, sélectionnées à partir de leur cinématique (U, V, W) et de l'ellipsoïde des vitesses du disque mince, nous avons pu observer une AMR (voir le chapitre suivant, Fig. 2.12). Les étoiles pauvres en métaux sont plus vieilles que celles étant plus riches. A métallicité solaire, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$, l'âge moyen est de 3.9 Ga tandis qu'à une métallicité $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$ dex, l'âge moyen est estimé à 6.2 Ga.

Cependant, le disque galactique n'est pas une structure simple. Il est soumis à de nombreuses perturbations induites par les bras spiraux, la barre centrale ou des galaxies satellites. Cela a pour conséquence de créer des sous-structures dans le disque ayant des distributions de vitesses bien distinctes.

L'étude de ces sous-structures sera abordée dans la section 1.3.4.

1.3.2 Le disque épais

Il y a environ deux décennies, Gilmore & Reid (1983) ont montré, à partir d'un comptage d'étoiles, que la Galaxie possède un deuxième disque. En effet la distribution de la densité d'étoiles en fonction de la distance au dessus du plan galactique ne peut être bien ajustée par un simple profil de densité mais par une double exponentielle. Les étoiles de cette nouvelle population ont une échelle de hauteur plus élevée et une cinématique plus "chaude" que les vieilles étoiles du disque mince, ce qui se traduit par une dispersion des vitesses élevée.

Cette nouvelle composante du disque galactique, le disque épais, a une masse représentant à peine 10 à 20% de celle du disque mince. Les paramètres du disque épais ne sont pas encore très clairement établis. Les échantillons utilisés dans les différentes études sont souvent trop petits ou ont des effets de sélection en faveur des faibles métallicités ou une cinématique élevée. Ainsi ces échantillons ne sont pas forcément tout à fait représentatifs de l'ensemble du disque épais. C'est pourquoi il y a une controverse sur les paramètres de celui-ci : Reylé & Robin (2001) parlent d'un disque épais plat et dense avec une échelle de hauteur d'environ 800 pc et une densité relative locale de 6 à 7 % tandis que Reid

& Majewski (1993) et Chen et al. (1997) donnent une échelle de hauteur de 1300 pc avec une densité relative locale de seulement 2%. Néanmoins, cette différence importante entre les échelles de hauteur du disque mince et du disque épais exclu la possibilité que le disque épais soit le résultat d'un "chauffage" des étoiles du disque mince durant une longue période par les bras spiraux, par les nuages moléculaires géants ou par la barre centrale galactique (Jenkins 1992; Asiain et al. 1999; Fuchs et al. 2001).

Il est maintenant bien établi que le disque mince et le disque épais sont des composantes cinématiques du disque bien distinctes. Les composantes spatiales des vitesses du disque épais sont $(U, V, W) = (0, -51, 0) \text{ km.s}^{-1}$ et sa distribution des vitesses est de $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W) = (63 \pm 6, 39 \pm 4, 39 \pm 4) \text{ km.s}^{-1}$ (Soubiran et al. 2003). Le disque épais a donc une vitesse de rotation plus faible que le disque mince, avec un retard, V_{LAG} , de l'ordre de 50 km.s^{-1} par rapport au LSR.

Au delà de leur cinématique distincte, les populations stellaires des deux disques montrent également des différences en métallicité et dans leur distribution des âges.

En effet les étoiles du disque épais sont en moyenne plus pauvres en métaux, avec un maximum de la distribution de métallicité entre $-0.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.7$ dex (Gilmore & Wise 1985; Carney et al 1989; Gilmore et al. 1995; Chiba & Beers 2000). Il existe de forts désaccords sur la métallicité moyenne du disque épais, dus aux différentes méthodes utilisées pour identifier les étoiles appartenant au disque épais mais aussi aux différents biais dont les échantillons peuvent être affectés. Soubiran et al. (2003) ont estimé, à partir d'un échantillon complet d'étoiles géantes du type K, une métallicité moyenne du disque épais de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.48$ dex. Enfin, plus récemment, les travaux d'Allende Prieto et al. (2006) montrent, à partir d'un échantillon d'étoiles du SDSS (voir chapitre 4) ayant une échelle maximale de hauteur $|z|$ comprise entre 1 et 3 kpc, que la métallicité moyenne du disque épais est proche de -0.7 dex. Aucun gradient de métallicité vertical et horizontal n'ont été mis en évidence dans le disque épais.

Le domaine de métallicité couvert par les étoiles du disque épais est étendu. La métallicité peut atteindre, $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.6$ dex, pour les plus pauvres d'entre elles (Norris et al. 1985; Martin & Morrison 1998) et aller jusqu'à métallicité solaire et même au delà. L'origine de telles étoiles riches en métaux du disque épais est néanmoins controversée (voir la section 1.4 et le chapitre 2).

Bien que le disque épais soit plus pauvre en métaux que le disque mince, l'utilisation de ce critère seul n'est pas fiable pour distinguer les 2 populations stellaires; en effet leurs distributions de métallicité se chevauchent.

Bien que l'âge des étoiles soit très délicat à déterminer, il semble que les étoiles du disque épais sont vieilles ($\langle \text{âge} \rangle \approx 10$ Ga) et ont généralement un rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ plus élevé que celles du disque mince.

L'existence d'une possible AMR dans le disque épais a été discutée dans Bensby et al. (2004) et dans notre étude, Soubiran & Girard (2005). Dans la première, une AMR apparaît dans le disque épais sur une période de 5 Ga (14 Ga à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.9$ et jusqu'à 9 Ga à métallicité solaire), alors que dans notre étude, une AMR peut-être envisagée sur 2-3 Ga (~ 10 Ga à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$ à 7.5 Ga à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$, au delà, la relation disparaît).

A noter que contrairement à notre étude, Bensby et al. (2004) n'ont pas pris en compte l'existence d'un groupe d'étoiles ayant une cinématique intermédiaire aux deux disques. Ce groupe, appelé "courant d'Hercule", contient des étoiles avec des âges et des abondances

chimiques très variés (voir la section sur les “moving groups” : 1.3.4) pouvant contaminer un échantillon d'étoiles du disque épais.

Il faudrait un échantillon plus conséquent d'étoiles du disque épais pour y voir plus clair sur ce sujet.

Quelle est l'origine du disque épais ?

Cette question, qui sera largement abordée dans la section 1.5, est controversée :

Est-il le résultat d'une diffusion cinématique des orbites stellaires, ou issu de l'effondrement du nuage protogalactique ? Représente-t-il le résultat d'une perturbation causée par une galaxie satellite ? Ou bien est-il issu de l'accrétion d'étoiles d'une galaxie canibalisée par la notre ? La liste n'est pas exhaustive et dans la section 1.5, les différents scénarii seront détaillés et comparés avec les faits observationnels.

De plus, la structure de disque épais de la Voie Lactée n'est pas unique. Des disques épais ont été observés dans des galaxies spirales proches (ex : Mould 2005 ; Yoachim & Dalcanton 2005).

De nombreux efforts ont été réalisés pour étudier les propriétés chimiques du disque épais en relation avec celles du disque mince (section 1.4).

Les propriétés observées sont des contraintes importantes pour les modèles de formation et d'évolution chimique du disque galactique (section 1.5) mais ne permettent pas encore de résoudre tous les problèmes.

1.3.3 Le halo

Le halo, représenté sur la figure 1.1, est une région sphérique entourant la Galaxie. Sa dimension est encore incertaine mais aurait un rayon de 40 à 50 kpc pour une masse stellaire de $\sim 2.10^9 M_{\odot}$ (Carney, Laird & Latham 1990).

La densité d'étoiles y est beaucoup plus faible que dans le disque galactique. Ces étoiles forment une population stellaire assez uniforme, elles sont vieilles avec un âge comparable à celui de la Galaxie, pauvres en métaux et enrichies en éléments α .

Pour comparaison la métallicité moyenne du halo stellaire est de ~ -1.5 dex (ex : Ryan & Norris 1991 ; Allende Prieto et al. 2006), ce qui est faible, comparé à celle du voisinage solaire qui est de 0.0 dex (Haywood 2001).

Les hauts rapports $[\alpha/\text{Fe}]$ observés dans les étoiles du halo indiquent qu'il y a eu une formation rapide d'étoiles qui s'est ensuite arrêtée (voir 1.5).

La densité d'étoiles dans le halo étant faible, l'enrichissement continu en fer du milieu interstellaire par les supernovae du type Ia n'est pas incorporé dans les étoiles.

La dispersion des vitesses des étoiles du halo est grande, cependant les orbites sont inclinées, excentriques et distribuées aléatoirement autour de la Galaxie. La structure même du halo n'a pas un mouvement d'ensemble cohérent autour du centre gravitationnel galactique comme pour le disque.

Les étoiles du halo se sont formées dans un ou plusieurs systèmes plus denses et se sont ensuite dispersées. Les petites galaxies satellites accrétées très tôt dans l'histoire de la

formation de la Galaxie pourraient être à l'origine de ces étoiles. Cependant ces satellites sont différents de ceux que l'on observe de nos jours autour de la Voie Lactée. En effet les galaxies satellites actuelles ont un faible rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ et seulement une seule (galaxie naine sphéroïdale de la Petite Ourse) a une population stellaire uniformément vieille et pauvre en métaux (ex : Unavane et al. 1996). Ces aspects seront détaillés dans la partie 1.5.

Des observations et des simulations numériques sont encore nécessaires pour déterminer les mécanismes liés à la formation du halo.

1.3.4 Des sous-structures dans le disque galactique et le halo

La distribution spatiale des étoiles n'est pas parfaitement homogène dans le disque mince. Outre les bras spiraux, on y trouve des concentrations d'étoiles avec des origines variées.

les amas ouverts

De manière générale, les amas ouverts sont des concentrations d'étoiles beaucoup moins denses que les amas globulaires (paragraphe suivant) et contiennent environ 100 à 1000 étoiles dans une région de 3 à 30 pc de diamètre.

Les étoiles qui composent un amas ouvert sont nées à partir de la contraction d'un même nuage moléculaire. Ainsi, les étoiles d'un même amas ouvert auront donc la même composition chimique et le même âge. Au fil du temps les étoiles d'un amas ouvert vont se disperser et se mélanger aux étoiles du disque.

Les amas ouverts sont les traceurs des composantes du disque galactique jeune et intermédiaire avec un âge de quelques millions à 6 milliards d'années. Ils ont une métallicité comprise entre $-0.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.2$ dex.

Récemment, Yong et al. (2005) ont analysé les abondances chimiques d'étoiles appartenant à des amas ouverts situés dans des régions externes du disque galactique. Leurs résultats montrent l'absence de corrélation entre les abondances et l'âge des amas. Ils montrent également une décroissance de la métallicité en fonction de la distance galactocentrique jusqu'à 10-12 kpc. Au delà, on observe un plateau avec $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ dex.

Il semble que dans les amas ouverts situés dans les régions externes, il y ait une surabondance en éléments α ainsi qu'en élément du processus r Eu, ce qui laisse penser à une histoire de formation stellaire rapide. Ces propriétés pourraient coïncider avec les rapports d'abondances observés dans le disque épais, mais l'ensemble des amas ouverts étudiés ici ont un âge inférieur à 6 Ga, ce qui est contradictoire avec l'âge moyen du disque épais, qui est d'au moins 8 Ga. De plus, cela ne correspond pas, non plus, avec le disque mince ainsi que les galaxies satellites naines. Les auteurs indiquent cependant des similitudes avec le bulbe, sans pour autant qu'il y ait une origine commune entre ces deux populations.

Il n'est pas encore clair, de la manière dont les régions externes se sont formées mais elles semblent probablement liées à une ou plusieurs interactions avec des galaxies satellites.

De nombreux efforts observationnels sont à produire pour mieux comprendre l'origine des

amas ouverts observés dans ces régions externes.

Amas Globulaires

Les amas globulaires sont des concentrations d'étoiles liées gravitationnellement. Le nombre d'étoiles peut varier entre 100 000 et 1 000 000 dans une région moyenne de 25 pc de diamètre. La forme des amas globulaires est généralement sphérique ou elliptique. Comme les étoiles du halo, ils contiennent des étoiles ayant une faible métallicité.

Les amas globulaires du halo peuvent être séparés en deux groupes. Plutôt que de classer les amas en fonction de leur distance au centre galactique, Zinn (1993) propose de les classer selon la couleur de leur branche horizontale¹(BH). Les amas ayant des BH bleues forment les amas du vieux halo tandis que les autres forment les amas du halo jeune. Ces derniers sont majoritairement à grande distance tandis que les amas du vieux halo sont près du centre galactique avec une distribution sphérique. De plus la dispersion des âges des amas du vieux halo est faible ce qui n'est pas le cas des amas du halo jeune qui ont un éventail d'âges plus large. Cependant, quelques exceptions subsistent.

Enfin il semble y avoir dans la plupart des amas globulaires une surabondance en éléments α mais il a été rapporté, pour quelques amas du halo jeune, des mesures de rapports d'abondances plus faibles que la valeur solaire.

L'origine des différents amas globulaires est encore débattue. Certains seraient nés au moment de l'effondrement primordial, lors de la formation de la Galaxie tandis que d'autres auraient été accrétés pendant les premiers "mergers"².

"moving groups"

Il existe, au sein même des disques mince et épais, des sous-structures identifiables par leur cinématique, différente des étoiles typiques des disques.

L'origine de ces "moving groups" ou courant d'étoiles peut-être variée. Ces courants peuvent être associés à des traînées d'étoiles de galaxies satellites disloquées mais également être générés par des perturbations provoquées par les bras spiraux ou par la barre centrale galactique. Ils peuvent également être associés à des amas d'étoiles jeunes, formés en même temps.

En effet de grands relevés de données cinématiques et de métallicité ont montré que des perturbations provoquées par des bras spiraux ou par la barre centrale galactique ne "chauffent" pas seulement le disque stellaire mais provoquent des "moving groups" pouvant perdurer longtemps après la perturbation gravitationnelle (De Simone, Wu & Tremaine 2004). Ceux-ci peuvent donc parfois être associés, à tort, à des "restes" de galaxies satellites.

1. Branche horizontale : phase calme de l'évolution d'une étoile brûlant de l'hélium en son coeur. Cette phase est représentée par une zone horizontale dans un diagramme Hertzsprung-Russell (HR).

2. On parle de merger lors de l'interaction et la fusion d'une galaxie avec une autre.

Plusieurs “moving groups” ont été mis en évidence dans le disque local à partir d’une analyse de géantes K et M ayant des données cinématiques et des distances précises (Famaey et al. 2004). Ces courants affectent des étoiles avec un large éventail d’âge et de métallicité, ce qui prouve qu’ils ne sont pas des restes de “superclusters” comme le prédit le scénario d’Eggen³ (1994). En revanche la distribution en âge et en métallicité serait moins étendue dans le cas de reliquats de galaxies satellites.

Ainsi les “superclusters” des Hyades et de Sirius devraient être renommés “moving groups”. Ces deux groupes, d’étoiles jeunes, sont concentrés dans l’ellipsoïde de vitesse du disque mince, c’est à dire qu’ils ont des caractéristiques cinématiques typiques du disque mince, ce qui n’est pas le cas des étoiles du courant d’Hercule. En effet, Famaey et al. (2004) ont identifié un groupe d’étoiles ayant une cinématique intermédiaire aux disques mince et épais, $(U,V,W)=(-42,-51,-7)$ km.s⁻¹, $(\sigma_U,\sigma_V,\sigma_W)=(26 \pm 2, 9 \pm 1, 17 \pm 2)$ km.s⁻¹ avec une déviation du vertex, l_ν , -5.7° . Ainsi ces étoiles, ayant un large éventail d’âges et de métallicités, peuvent contaminer un échantillon d’étoiles du disque épais et créer des effets systématiques.

L’origine du courant d’Hercule serait due, d’après Famaey et al. (2004), à une perturbation induite par la barre centrale galactique.

D’autres sous-structures ont des distributions d’âge et de métallicité plus conformes à des débris accrétés à partir de galaxies satellites disloquées (Helmi et al. 2006). Ainsi le groupe d’Arcturus, autrefois identifié comme un “supercluster” par Eggen, serait composé de débris d’une galaxie satellite disloquée.

D’autres observations récentes de traînées d’étoiles ont permis la découverte d’une galaxie naine appelée galaxie du Grand Chien (Martin et al. 2004) qui est en phase d’être mélangée aux étoiles du disque galactique. Cette découverte fait de la galaxie du Grand Chien, la galaxie la plus proche de la nôtre, mais surtout renforce l’idée qu’une partie du disque galactique a pu se former par capture de galaxies satellites naines.

Un autre exemple de ce phénomène est la galaxie du Sagittaire (Ibata et al. 1995) qui se trouve au bord opposé de la Galaxie.

Enfin, début 2003, deux équipes d’astronomes ont annoncé la découverte d’un anneau d’étoiles entourant la Voie lactée (Yanny et al. 2003 et Ibata et al. 2003). Ils ont analysé les propriétés cinématiques des étoiles à la périphérie du disque galactique. Ils ont découvert un ensemble d’étoiles réparties sur une région de l’espace en forme d’arc, au delà du bord du disque mince galactique et se déplaçant dans une direction identique, avec une vitesse similaire.

Les observations ne permettent pas encore de déterminer avec certitude l’origine de l’anneau. Néanmoins il est souvent interprété comme étant les restes d’une galaxie satellite qui aurait été capturée puis diluée par la forte gravité, principalement due à la matière noire de la Voie Lactée (ex : Helmi et al. 2003b ; Martin et al. 2004 ; Rocha-Pinto et al. 2003). De récentes simulations ont montré qu’il était possible que des galaxies satellites

3. Selon Eggen, certains groupes d’étoiles, comme les Hyades et l’amas d’Ursa Major, sont des vestiges d’amas ouverts stellaires primordiaux massifs qui se sont évaporés avec le temps. Ces groupes d’étoiles sont appelés “superclusters”.

soient accrétées dans un disque galactique et que leurs débris soient placés sur des orbites circulaires assez rapidement (Abadi et al. 2003a, 2003b).

D'autres interprétations prévoient la formation de l'anneau avec la Voie Lactée. Les étoiles qui le composent sont originellement issues du disque galactique perturbé par un "merger" récent ou plus ancien avec des galaxies satellites.

Des efforts sont à produire aussi bien au niveau des observations que des modèles galactiques pour comprendre l'origine de cet anneau galactique.

Avec l'arrivée de grands relevés du ciel comme celui du SDSS, de nombreux "moving groups" et galaxies satellites ont été très récemment mis en évidence (voir, à ce sujet la revue de Newberg 2006).

Ce genre de découverte va probablement s'accélérer dans l'avenir avec les prochains grands relevés du ciel comme SEGUE, RAVE et notamment Gaia.

1.4 Les relations entre les différentes composantes

Dans les paragraphes précédents, nous avons décrit les propriétés générales du disque mince et du disque épais.

Dans cette section nous établissons un état des lieux précis sur nos connaissances actuelles sur les relations entre ces deux composantes cinématiques et notamment sur leurs propriétés chimiques, à partir d'une sélection récente d'articles majeurs sur le sujet.

En effet, les travaux plus ou moins récents sont souvent basés sur de faibles échantillons d'étoiles, c'est pourquoi il est nécessaire d'établir un constat général afin d'identifier les points contradictoires ou encore flous qui doivent être clarifiés, cela grâce à un nombre d'étoiles plus conséquent, ce qui donnera une statistique plus fiable.

Ce travail, résumé dans Soubiran & Girard (2005), sera présenté dans le chapitre 2 et pourra servir d'argument dans les discussions abordées dans cette section.

Une des études pionnières dans ce domaine est celle réalisée par Edvardsson et al. (1993) qui ont étudié les abondances de 13 éléments chimiques, de 189 étoiles naines, proches et relativement brillantes. Ces étoiles ont été sélectionnées de manière à couvrir un grand domaine de métallicité, avec la présence de quelques étoiles, appartenant au halo, choisies à partir de critères cinématiques et de leur métallicité.

Les composantes spatiales des vitesses et les paramètres orbitaux pour chacune des étoiles ont été calculés et ont permis de réaliser une approche intéressante de l'évolution chimico-dynamique de la Galaxie.

Nous ne mentionnerons ci-après que les principaux résultats :

- Les étoiles qui ont une métallicité $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$ ont un rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ plus élevé de 0.3 dex par rapport au Soleil. Ce rapport décroît vers les plus hautes métallicités atteignant même la valeur solaire $[\alpha/\text{Fe}] = 0.0$.

- Cette tendance semble dépendre de la distance galactocentrique moyenne de l’orbite, R_m , des étoiles (voir Fig. 1.3). En effet celle-ci est différente pour les étoiles de plus faible distance galactocentrique ce qui peut-être expliqué par un taux de formation d’étoiles plus élevé dans les régions internes du disque galactique. Si l’on considère que les étoiles du disque épais ont une distance galactocentrique plus faible, cela implique une histoire de l’évolution chimique du disque épais séparée de celle du disque galactique lui-même.
- Le disque galactique ne laisse pas apparaître de relation âge-métallicité comme le prédisent les modèles simples d’évolution chimique. Cependant ce point a récemment été traité par Bensby et al. (2004b) : l’absence d’une relation âge-métallicité dans l’échantillon d’Edvardsson et al. (1993) est due au mélange de deux populations d’étoiles avec des métallicités moyennes et des relations âge-métallicité différentes.

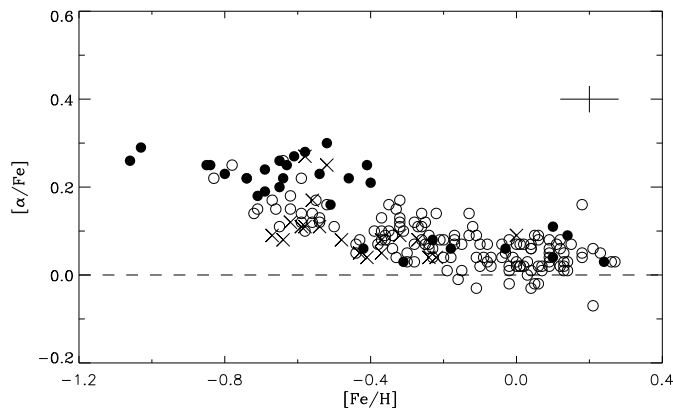


FIG. 1.3 – $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ à partir de l’échantillon d’Edvardsson et al. (1993). Les ronds noirs représentent les étoiles avec un $R_m < 7$ kpc ; les ronds vides, les étoiles avec $7 \text{ kpc} < R_m < 9 \text{ kpc}$ et enfin les croix correspondent aux étoiles avec $R_m > 9 \text{ kpc}$. Les barres d’erreurs à 1σ sont indiquées.

Néanmoins les résultats ne permettent pas d’établir des propriétés bien définies pour chacun des deux disques.

Chen et al. (2000) ont analysé 90 étoiles naines ayant des parallaxes et des données cinématiques précises. Ils ont séparé les étoiles appartenant au disque mince et au disque épais à partir de la métallicité et de la vitesse V en direction du sens de rotation galactique. Les étoiles avec $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$ et $V_{LSR} \leq -40 \text{ km.s}^{-1}$ sont considérées comme étant des étoiles du disque épais. Leurs résultats montrent que les deux disques suivent une tendance commune, ce qui va dans le sens d’une évolution sans discontinuités du disque.

Cela est contradictoire avec le résultat d’Edvardsson et al. (1993) qui suggère plutôt une évolution chimique du disque épais séparée de celle du disque mince. Cependant le régime de température des étoiles de l’échantillon de Chen et al. (2000) a tendance à éliminer

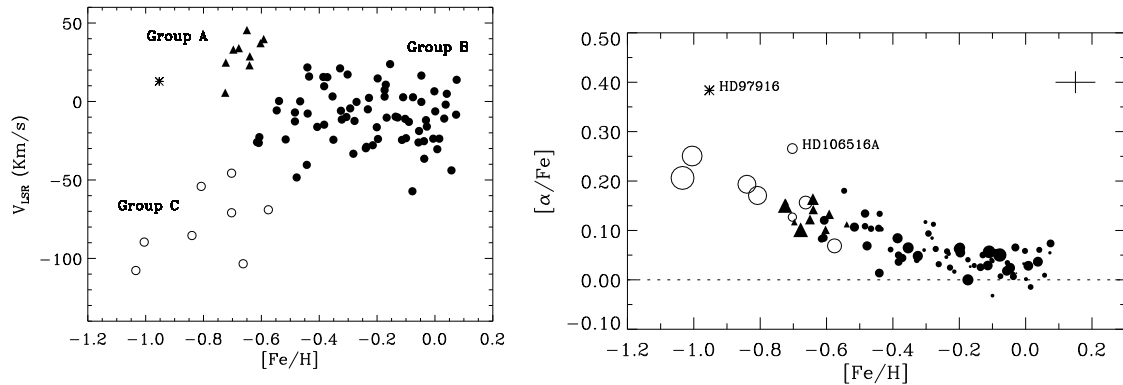


FIG. 1.4 – V_{LSR} et $[\alpha/Fe]$ en fonction de $[Fe/H]$ pour l'échantillon de Chen et al. (2000). Les différents symboles représentent les différents groupes d'étoiles. Le groupe C est le groupe d'étoiles du disque épais. L'astérisque correspond à une étoile du halo. La taille des symboles sur la figure de droite est proportionnelle à l'âge des étoiles.

les étoiles vieilles et si celles-ci sont une des caractéristiques propres des étoiles du disque épais, alors leur échantillon ne contiendrait que des étoiles du disque mince avec une cinématique extrême s'approchant de celle du disque épais. Ainsi la similarité apparente de l'évolution chimique des disques mince et épais serait suspecte.

De plus les critères de métallicité et de vitesse, employés dans cette étude pour séparer les deux disques, semblent mal appropriés car en réalité, les deux populations ont un recouvrement de leur distribution et peuvent, en plus, être confondues avec des étoiles appartenant au courant d'Hercule.

Prochaska et al. (2000) ont utilisé un échantillon de seulement 10 étoiles, sélectionnées de manière à appartenir au disque épais. Les critères sont basés sur la cinématique $-20 \leq V_{LSR} \leq -100 \text{ km.s}^{-1}$, la métallicité $-1.1 \leq [Fe/H] \leq -0.4$ et l'échelle maximale de hauteur par rapport au plan galactique $Z_{\max} > 600 \text{ pc}$. Ces critères sont très restrictifs et l'échantillon obtenu n'est pas représentatif de l'ensemble du disque épais, mais permettent de sélectionner avec une grande probabilité des étoiles lui appartenant.

Dans la figure 1.5, les auteurs comparent leurs étoiles avec des échantillons d'étoiles du disque mince, sélectionnées à partir des échantillons d'Edvardsson et al. (1993) et de Chen et al. (2000). Dans l'échantillon d'Edvardsson et al., ils ont appliqué leurs critères cinématiques et en métallicité pour identifier les étoiles du disque épais. Les étoiles n'étant pas identifiées comme étant des étoiles du disque épais et ayant une métallicité $[Fe/H] > -0.7 \text{ dex}$ sont considérées comme appartenant au disque mince, ce qui est très approximatif car il a été montré qu'il existe des étoiles du disque épais ayant une métallicité, $[Fe/H] > -0.7 \text{ dex}$.

Pour le deuxième échantillon, celui de Chen et al., les auteurs ont gardé les mêmes étoiles du disque mince identifiées par Chen et al. (2000).

Ainsi, il risque d'y avoir une contamination non négligeable du disque épais et du courant d'Hercule dans leur échantillon du disque mince.

Néanmoins, les auteurs trouvent que leurs étoiles du disque épais n'ont pas le même

comportement que celles du disque mince. Le disque épais semble plus riche en éléments α (O, Mg, Ca, Si, Ti) que ce dernier.

Ce résultat est contradictoire avec celui de Chen et al. (2000) et corrobore plutôt le modèle d'évolution chimique séparée entre les disques mince et épais.

Une surabondance est aussi observable pour l'Eu (élément r-process) mais de manière plus surprenante pour des éléments du pic du fer comme V, Co, Sc et Zn. Ces éléments peuvent avoir été formés en plus grande quantité lors des SN II plutôt que lors des SN Ia. Les autres éléments comme le Cu, le Ni et le Cr ne montrent pas de surabondance.

Mashonkina & Gehren (2000, 2001) et Mashonkina et al. (2003) ont analysé le rapport [Eu/Ba] en fonction de la métallicité pour près de 80 étoiles. Dans les premières études, la séparation des composantes est basée sur la métallicité et l'abondance en Mg des étoiles d'après les critères de Fuhmann (2000) : halo $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.2$; disque épais $-1.1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.3$ et $[\text{Mg}/\text{Fe}] \geq +0.3$; disque mince $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.3$ et $[\text{Mg}/\text{Fe}] \leq +0.2$. Ces critères sont très restrictifs, par exemple les étoiles du disque mince de faible métallicité sont ignorées ainsi que les étoiles du disque épais ayant un faible rapport [Mg/Fe] et/ou riches en métaux.

De ce fait, les échantillons obtenus ne représentent pas chaque composante dans son ensemble mais plutôt des zones qui semblent les caractériser le mieux.

Ces critères ont évolué dans la dernière étude (Mashonkina et al. 2003) en tenant compte de la cinématique des étoiles tout en gardant les restrictions en [Mg/Fe]. Malgré cela, la tendance observée sur la Fig. 1.6 est significative. Les étoiles du halo et du disque épais ont un rapport [Eu/Ba] élevé, approchant la valeur maximale pour 2 étoiles du halo. Il y a une séparation nette entre les disques mince et épais mais cela est très certainement dû à la sélection en [Mg/Fe]. Puisqu'en effet le Mg est également produit dans les SN II comme l'Eu. Le déclin observé dans le disque mince est interprété comme étant dû à la contribution des étoiles AGB de 1 à 3 M_{\odot} en éléments du processus s Ba.

A partir du rapport des processus s/r observé et des calculs d'évolution chimique de Travaglio et al. (1999), les auteurs concluent que la population stellaire du disque épais s'est formée dans une Galaxie jeune, pendant un intervalle de temps de 1.1 à 1.6 Ga après le début de l'effondrement du nuage protogalactique.

Gratton et al. (2003) ont associé les données cinématiques aux abondances chimiques de 200 étoiles. Leur étude a permis de montrer le déclin du rapport [O/Fe] à $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.0$ pour les étoiles du halo. Néanmoins leurs données ont été obtenues à partir de nombreuses sources ce qui peut engendrer des effets de sélection qui sont particulièrement difficiles à établir. De plus l'âge des étoiles n'a pas été considéré. Ainsi, il est difficile de distinguer clairement une population d'étoiles appartenant au disque épais.

Reddy et al. (2003) ont analysé un échantillon de 181 étoiles naines du type F et G. 27 éléments ont été obtenus couvrant les différentes classes de nucléosynthèse : éléments du pic du fer, éléments α , processus s et r .

Les étoiles du disque épais ont été sélectionnées à partir de critères basés sur leur métallicité, leur orbite, leur cinématique et leur âge : $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.35$, $-40 \leq V_{LSR} \leq -100$

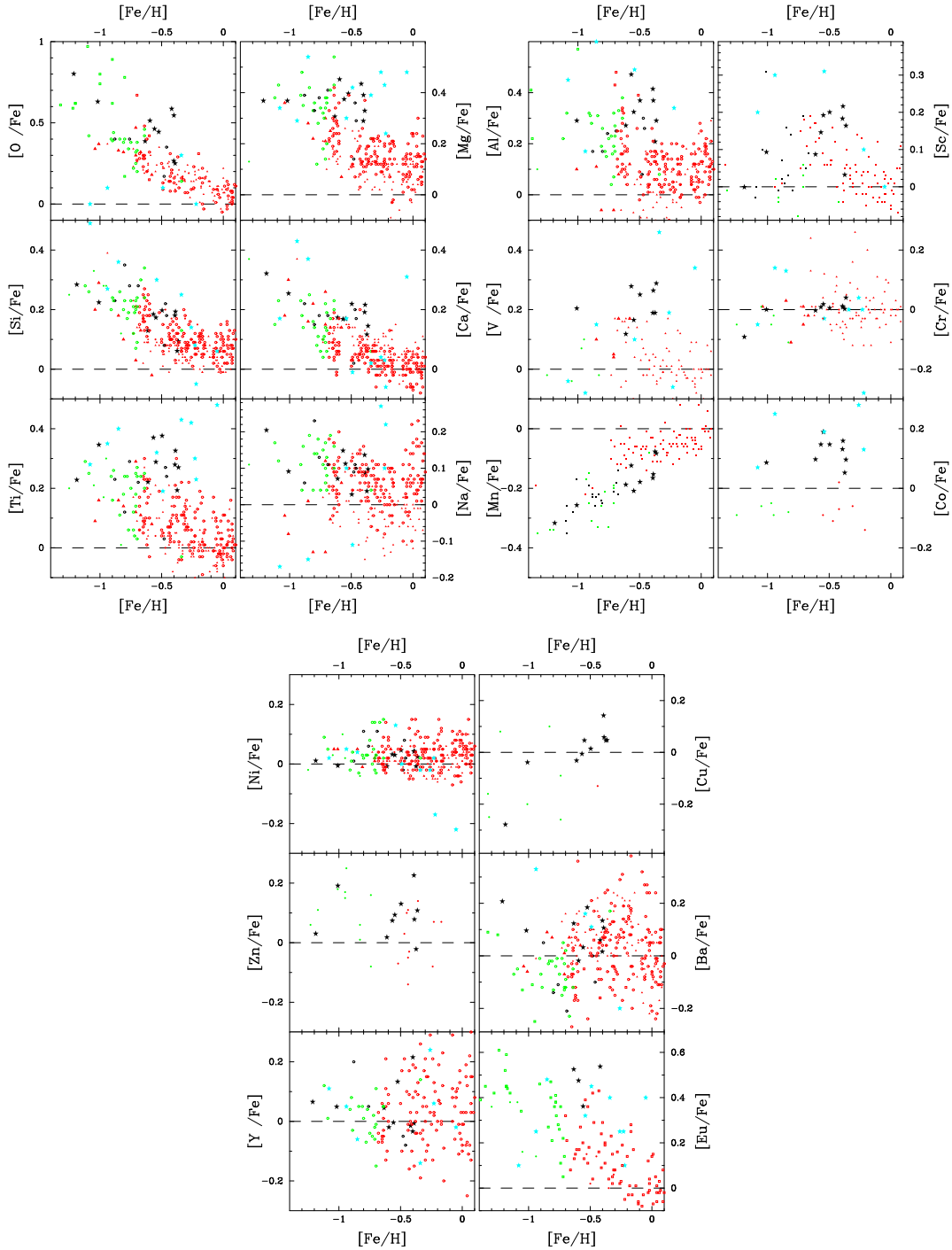


FIG. 1.5 – $[X/Fe]$ en fonction de $[Fe/H]$ d'après Prochaska et al. (2000). Les symboles des étoiles du disque épais étudiées sont les étoiles noires. Les symboles en rouges sont les étoiles du disque mince, en vert: le halo, en bleu: le bulbe. Les autres points noirs sont d'autres étoiles du disque épais.

km.s^{-1} , $5.5 \leq R_m$ (distance galactocentrique moyenne de l'orbite) ≤ 7.0 kpc et un âge > 10 Ga. Ces critères sont très restrictifs et sujets à beaucoup d'incertitudes, notamment

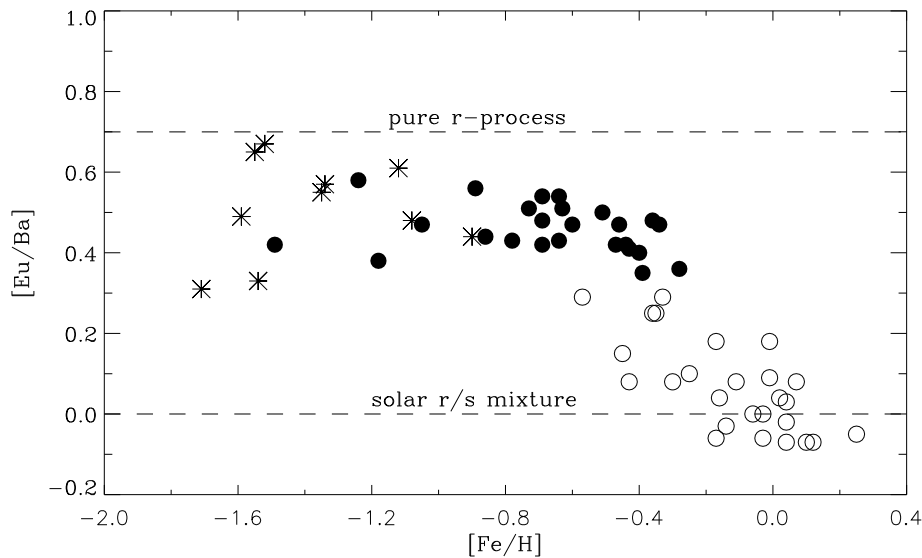


FIG. 1.6 – $[\text{Eu}/\text{Ba}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ d'après Mashonkina & Gehren (2000, 2001). Le halo est représenté par des astérisques, le disque épais par des ronds noirs et le disque mince par des ronds vides. Le rapport $[\text{Eu}/\text{Ba}]_r$ dû au seul processus r ainsi que sa valeur solaire sont représentés par deux droites.

au niveau des âges.

Néanmoins, leurs résultats montrent également une évolution chimique différente du disque mince et du disque épais (Fig. 1.7).

De plus ils ont clairement mis en évidence une relation âge-métallicité dans le disque mince (Fig. 1.8) ce qui confirmerait le fait que l'absence de relation observée par Edvardsson et al. (1993) est due au mélange d'étoiles des disques mince et épais dans des proportions indéterminées dans leur échantillon.

Ce type d'AMR est également observé dans Soubiran & Girard (2005) (voir chapitre 2).

Feltzing et al. (2003) et Bensby et al. (2003, 2004a, 2004b, 2005) ont étudié des échantillons comparables à celui d'Edvardsson et al. (1993) mais en prenant soin de distinguer les étoiles du disque mince et du disque épais à partir seulement de leur cinématique, et des ellipsoïdes des vitesses de ces deux composantes (méthode très similaire à celle employée dans notre étude, voir le chapitre suivant), sans biais chimique.

Leur échantillon contient des étoiles du disque épais avec $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.5$ qui traditionnellement sont attribuées de manière incorrecte au disque mince. Ils trouvent également que les populations du disque mince et du disque épais commencent à diverger en $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ à $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.0$ avec $[\alpha/\text{Fe}]$ du disque mince qui décroît tandis que $[\alpha/\text{Fe}]$ pour le disque épais reste constant jusqu'à $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.4$. Au delà de cette valeur, $[\alpha/\text{Fe}]$ décroît jusqu'à métallicité solaire.

Ces étoiles du disque épais, riches en métaux semblent avoir été formées assez longtemps après le début de la formation du disque épais pour que les éjecta des SN Ia contribuent à diminuer leur proportion en $[\alpha/\text{Fe}]$.

Les figures 1.9 et 1.10, issues de Bensby et al. (2005) résument leurs derniers résultats.

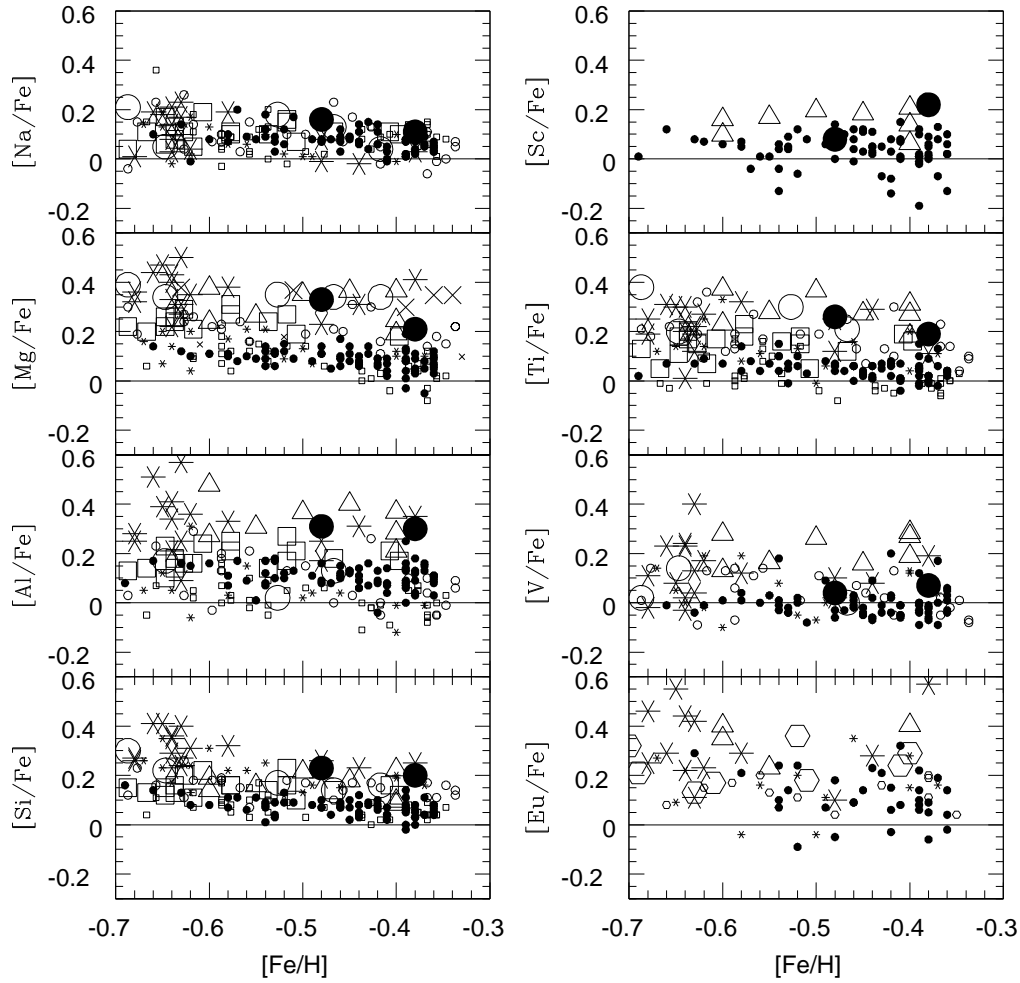


FIG. 1.7 – $[X/Fe]$ en fonction de $[Fe/H]$ d'après Reddy et al. (2003). Les différents symboles correspondent à divers catalogues utilisés et les symboles de grande taille correspondent aux étoiles classées "disque épais".

La tendance observée pour le rapport $[Eu/Ba]$ est similaire aux éléments α (ex : Mg) et est plus significative que celle obtenue par Mashonkina et al. (2003).

Les travaux de Bensby et al. (2004) montrent que les étoiles du disque épais les plus riches en métaux apparaissent être plus jeunes de plusieurs milliards d'années que les étoiles les plus pauvres en métaux.

L'existence de cette AMR est encore un sujet à débat dans la mesure où, comme déjà évoqué dans le paragraphe consacré au disque épais, le courant d'Hercule n'a pas été considéré par Bensby et al. (2004). Le seul point en accord au sujet d'une AMR avec notre étude (chapitre 2) est une possible relation entre $-0.9 < [Fe/H] < -0.3$ sur 3–4 Ga. A métallicité supérieure, nos résultats divergent (comparer la Fig. 1.11 avec celle du chapitre suivant, Fig. 2.12).

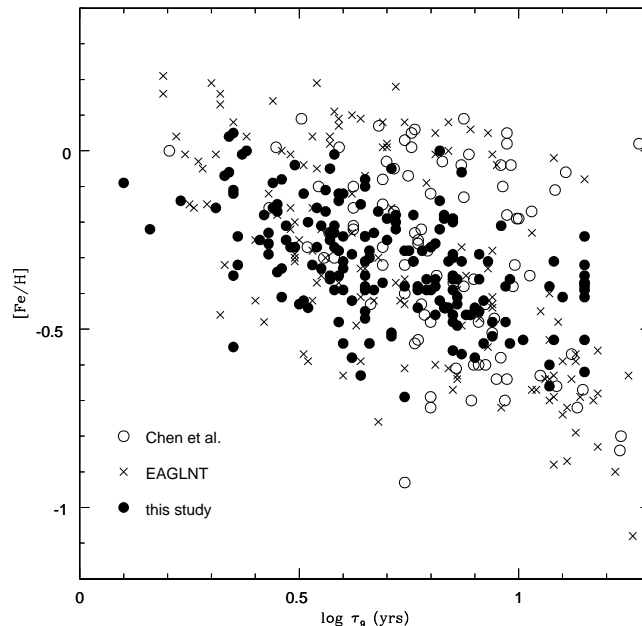


FIG. 1.8 – Relation âge-métallicité dans le disque mince d’après Reddy et al. (2003)

Mishenina et al. (2004) ont obtenu des abondances en éléments α (Mg et Si), en Fe et Ni pour 174 étoiles naines, de type G et K. Les critères de sélection sont basés sur la cinématique des étoiles et des ellipsoïdes des vitesses de chaque composante, de manière très similaire à la méthode de Bensby et al. (2003). Les étoiles ayant une probabilité supérieure à 80% d’appartenir à une des deux composantes cinématiques sont retenues. Ils confirment le changement de pente (le “knee”) dans la relation $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour le disque épais à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$ et que les disques mince et épais sont chimiquement distincts (Fig. 1.12). Cependant ils suggèrent que les étoiles du disque épais riches en métaux sont plutôt des étoiles pouvant provenir d’un groupe cinématique du disque ayant des propriétés cinématiques proches du disque épais.

Là aussi, la contamination par des étoiles du courant d’Hercule n’est pas à exclure.

Les auteurs mettent également en évidence un possible gradient vertical vers les faibles métallicités dans le disque épais (Fig. 1.13 à gauche). Ils tentent également de mettre en évidence une relation similaire en fonction du rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ (Fig. 1.13 à droite). Le trop faible nombre d’étoiles et la présence possible d’étoiles du courant d’Hercule ne permettent pas d’affirmer avec certitude l’existence d’un gradient vertical ainsi que la tendance observée.

Enfin, Borkova & Marsakov (2005) ont étudié la relation $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ dans le disque épais à partir d’un échantillon regroupant les résultats d’environ 80 publications. La séparation, habituellement observée, entre le disque mince et le disque épais n’est pas mise en évidence. Le fait de combiner un si grand nombre de données à partir de diverses sources, n’utilisant pas les mêmes méthodes ou calibrations entraîne certainement des effets systématiques difficiles à mettre en évidence. Leurs conclusions ne sont donc

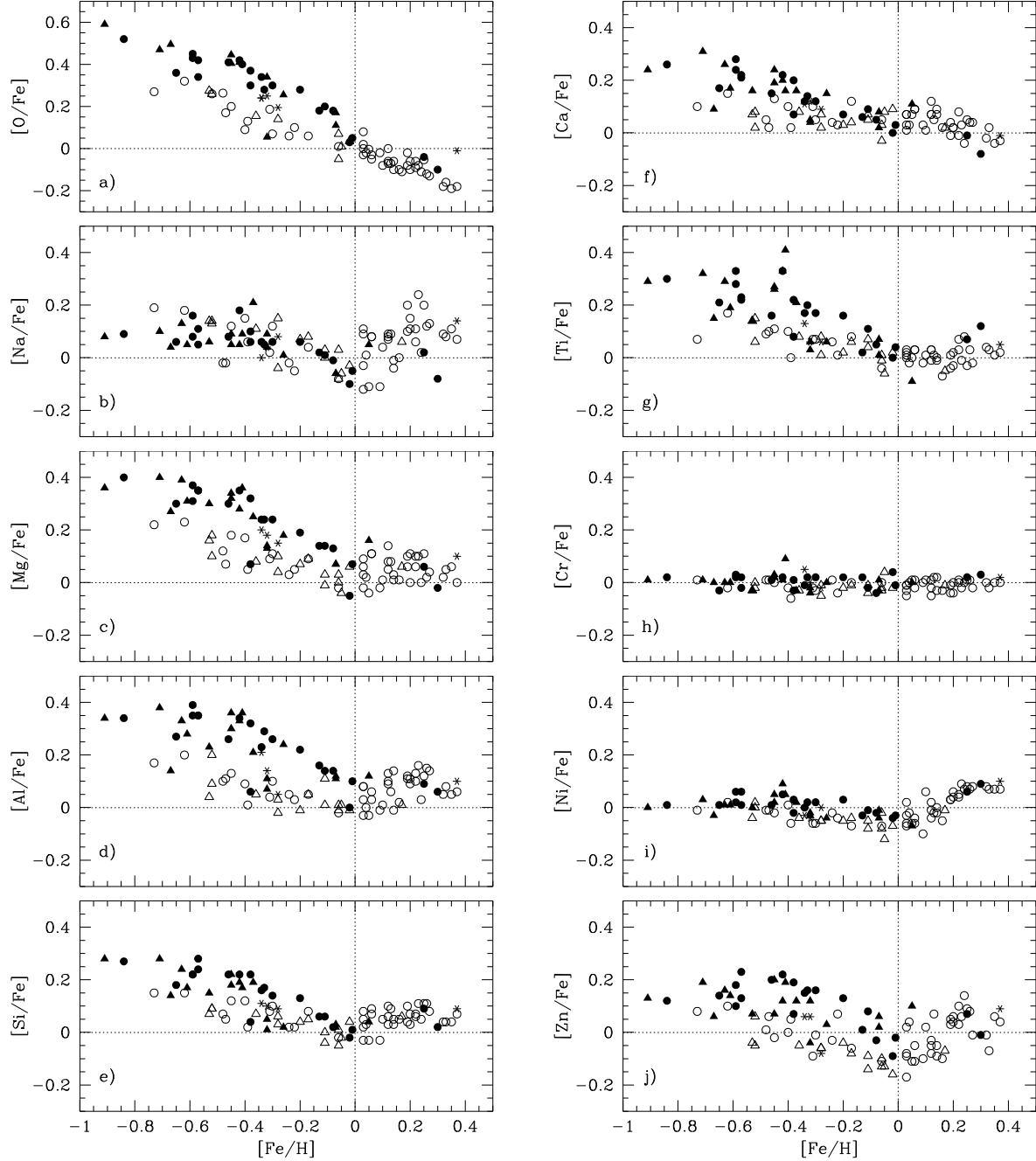


FIG. 1.9 – $[X/Fe]$ en fonction de $[Fe/H]$ d'après *Bensby et al. (2005)*. Les symboles vides sont les étoiles appartenant au disque mince, les symboles noirs au disque épais et les astérisques sont des objets de transitions.

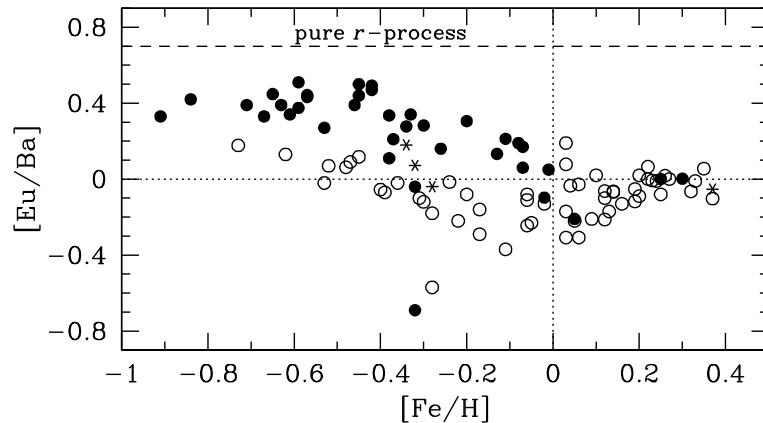


FIG. 1.10 $-\text{[Eu/Ba]}$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ d'après Bensby et al. (2005)

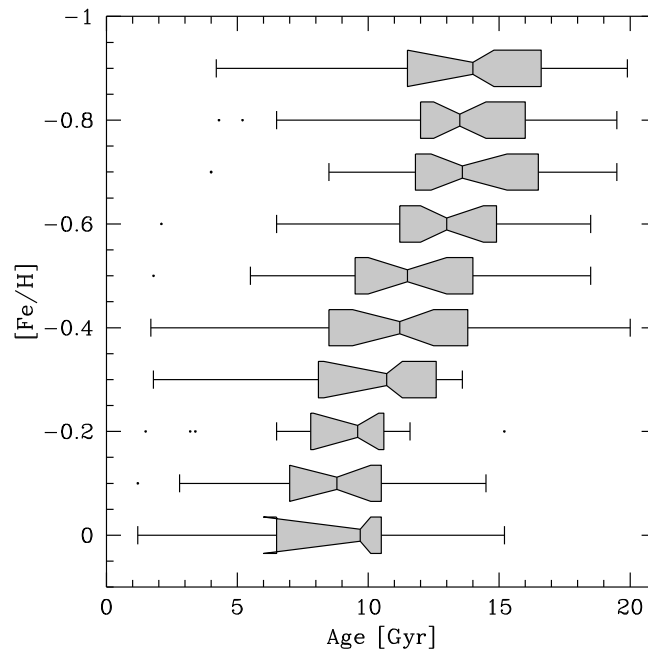


FIG. 1.11 – Relation âge-métallicité dans le disque épais d'après Bensby et al. (2004). Dans les “boxplots” gris, la ligne verticale centrale représente la valeur médiane, les “quartiles” englobent 50% de l'échantillon et les “pentes (notches)” autour de la valeur médiane représentent les intervalles de confiance à 95% de celle-ci. Les barres d'erreurs valent 1.5 fois les “quartiles” de part et d'autre de la valeur médiane. Enfin les points sont des valeurs extrêmes.

pas très fiables.

Comme on a pu le constater, les résultats peuvent être différents selon les critères employés pour séparer les populations stellaires des disques mince et épais.

Un point nouveau est que le courant d'Hercule, que l'on a décrit dans la section consacrée

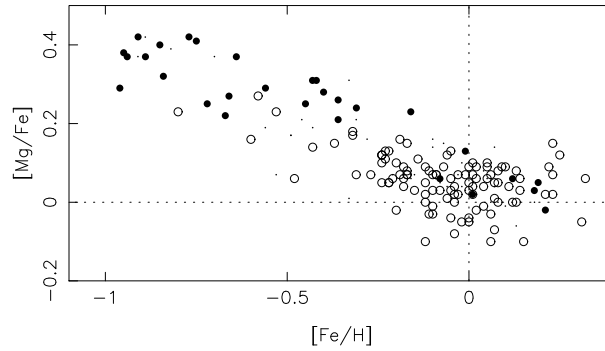


FIG. 1.12 – $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ d’après Mishenina et al. (2004). Les ronds noirs sont les étoiles du disque épais et les ronds vides celles du disque mince

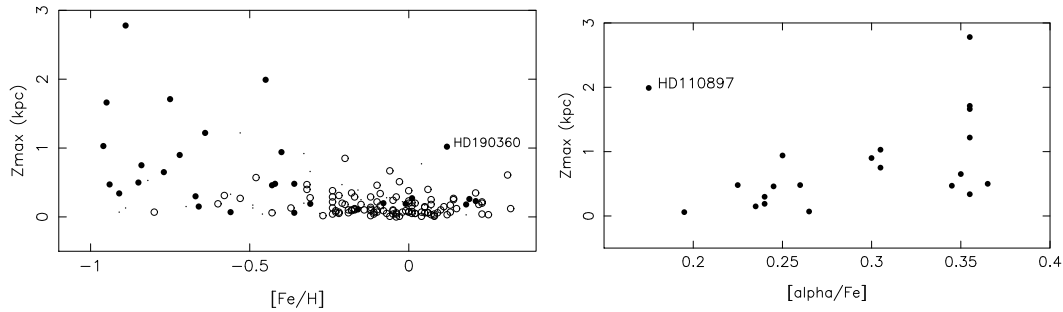


FIG. 1.13 – Z_{max} en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ (à gauche) et de $[\alpha/\text{Fe}]$ (à droite) d’après Mishenina et al. (2004). Les symboles sont les mêmes que ceux de la figure 1.12

aux “moving groups” et dont les propriétés cinématiques sont données par Famaey et al. (2004), n’a pas pu être considéré dans l’ensemble des études précédentes. Ainsi les étoiles appartenant à ce courant ont pu être associées, à tort, au disque épais et ainsi le contaminer. Cela peut probablement avoir des effets sur les tendances décrites jusqu’à présent. Il apparaît donc urgent de combiner et de re-analyser l’ensemble des données chimiques et cinématiques des études précédentes. Cela avec des critères de sélection robustes afin d’avoir des échantillons représentatifs des deux disques tout en considérant les étoiles appartenant au courant d’Hercule.

Ce travail, présenté dans le prochain chapitre, a été réalisé au cours de ces travaux de thèse et a fait l’objet d’une publication dans A&A (Soubiran & Girard 2005).

Depuis, d’autres analyses similaires à celle de Bensby et al. (2005) ont été publiées mais n’offrent pas d’avancée significative sur le sujet.

Reddy et al. (2006) ont déterminé les abondances de nombreux éléments comme les éléments α , du pic du fer, r- et s-process, d’un échantillon de 176 étoiles. Les probabilités d’appartenance aux populations des disques mince et épais ont été calculées de la même manière que Bensby et al. (2003). Leurs conclusions vont dans le même sens que les nôtres mais cependant, ils affirment que les étoiles du disque épais qui ont un rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ faible et/ou riches en métaux n’en sont pas. Il s’agit peut-être d’étoiles du disque

mince, cinématiquement perturbées ou bien des étoiles appartenant à un “moving group” ? A partir de cette conclusion, ils argumentent également le fait que le “knee” montré par plusieurs études précédentes n’existe pas. La figure 1.14 montre leur relation observée. Etant donné le faible nombre d’étoiles, ayant une cinématique correspondant au disque épais, riches en métaux et pauvres en éléments α dans leur échantillon, (seulement 7 objets avec $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.3$ dex) et surtout le fait qu’une possible contamination par des étoiles du courant d’Hercule n’a pas été considérée, leurs conclusions sont incertaines.

Brewer & Carney (2006), à partir de la détermination de 24 éléments chimiques d’un échantillon de 23 étoiles, confirment les deux tendances distinctes du disque mince et du disque épais.

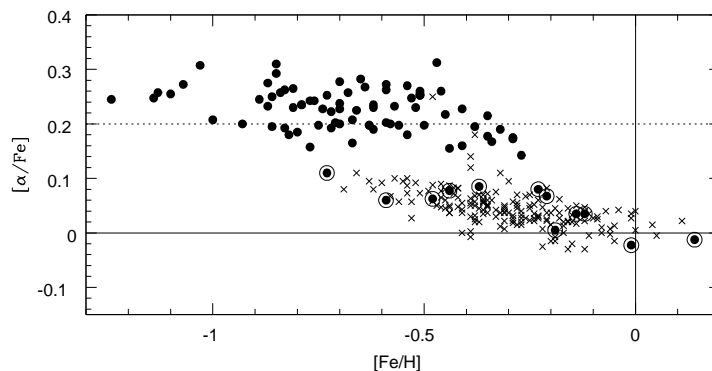


FIG. 1.14 – $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ d’après Reddy et al. (2006). Les points noirs correspondent au disque épais, les croix au disque mince et les points noirs entourés d’un cercle aux étoiles du disque épais ressemblant au disque mince.

1.5 Hypothèses sur la formation du disque galactique

Dans la section précédente, nous nous sommes focalisés sur les résultats observationnels.

Nous allons maintenant nous intéresser à leurs contraintes sur les différents modèles de formation et d’évolution du disque épais et du disque mince.

Le premier scénario global de formation de la Voie Lactée a été proposé par Eggen, Lynden-Bell et Sandage (ELS) en 1962. Il décrit que la Galaxie se forme par effondrement d’un nuage protogalactique, riche en gaz avec une métallicité primordiale.

Lors de la contraction, le gaz va perdre de l’énergie en se dissipant par frottements et chocs internes. Le nuage prend rapidement la forme d’un disque, des sur-densités vont apparaître et les étoiles vont se former.

Depuis cet article, et au fur et à mesure que nos connaissances sur la Voie Lactée grandissaient, de nombreux scénarii ont vu le jour pour tenter de répondre aux faiblesses du

scénario d'ELS.

Chacun d'eux prédisent des caractéristiques plus ou moins précises sur les différentes propriétés que doivent avoir les étoiles du disque galactique.

De nombreux scénarii n'ont pas pu résister, seuls, aux nombreuses contraintes observationnelles rapportées ces dernières années.

Dans une première partie, nous évoquerons quelques scénarii, typiques, déjà obsolètes en expliquant les raisons observationnelles de leur rejet.

Dans un deuxième temps, nous détaillerons les scénarii qui sont encore viables en comparaison directe avec les faits observationnels décrits dans les sections précédentes.

1.5.1 Quelques modèles rejetés

Un de ces scénarii prédit que le disque épais se serait formé lors d'un effondrement, lent, du nuage protogalactique (Sandage 1990).

Après une phase d'effondrement en chute libre, créant au passage le halo, le nuage protogalactique va ralentir sa contraction en raison de l'intensité croissante des forces de pression. C'est le disque épais qui se formera en premier et le disque mince ensuite.

Ce scénario ne prédit pas de discontinuité entre les différentes composantes (disque mince, disque épais et le halo). Des gradients verticaux dans les abondances chimiques et la cinématique sont attendus dans le disque épais.

Or les observations montrent clairement que les 3 composantes sont bien distinctes cinématiquement et chimiquement.

Ce scénario est donc très improbable.

Une alternative serait que l'effondrement soit rapide, comme le scénario d'ELS, mais succédé par une phase durant laquelle le taux de formation stellaire (SFR) chute de manière significative (Larson 1976 ; Gilmore 1984).

Pendant cette phase, le disque va peu à peu se former et le disque épais naîtra de la reprise de la formation stellaire.

Ce modèle ne prédit pas de discontinuité entre les disques mince et épais mais avec le halo.

Pour les mêmes raisons que le scénario précédent, ce scénario paraît improbable.

Il existe des scénarii pouvant palier aux problèmes liés aux gradients chimiques non observés dans le disque épais (Wyse & Gilmore 1988 ; Burkert et al. 1992).

Ceux-ci, sont également basés sur l'effondrement d'un nuage protogalactique comme les précédents scénarii, mais prévoient une reprise très brutale du SFR au moment où la métallicité du nuage a atteint -1.0 dex. Cet effondrement rapide, est dû à une dissipation très efficace.

Dans ce modèle, le disque épais se forme très rapidement, en 300–400 Ma (Burkert et al. 1992). Or, il a été clairement montré que le disque épais a une période de formation d'environ 1 Ga (ex : Mashonkina et al. 2003) à 4 Ga (Bensby et al. 2004b ; Soubiran &

Girard 2005). De plus ce modèle prédit un gradient dans la cinématique entre les disques mince et épais, ce qui n'est pas observé.

Ce scénario n'est pas compatible avec les observations.

Un autre scénario prédit la formation d'un disque épais à partir de la diffusion cinématique des orbites des étoiles du disque mince (Norris 1987). Cette diffusion est provoquée par des perturbations gravitationnelles du disque mince par les bras spiraux ou les grands nuages moléculaires (Spitzer & Schwartzschild 1953). Ce scénario prédit un chevauchement important de la distribution d'âge des étoiles des deux disques et une continuité dans leurs abondances.

Or les disques mince et épais ont des âges et des abondances chimiques bien distincts, et la discontinuité cinématique observée entre les deux disques est trop importante.

De plus, il a été montré que la différence significative des échelles de hauteur des deux disques ne peut-être le résultat d'un "chauffage" induit par les perturbations gravitationnelles, citées plus haut (Jenkins 1992 ; Asiain et al. 1999 ; Fuchs et al. 2001).

Ainsi ce scénario est également rejeté.

1.5.2 Quelques modèles viables

Nous décrivons ici les scénarii encore viables sur la formation des composantes du disque galactique.

Un disque épais stellaire peut-être formé à partir d'un pré-disque mince "chauffé". Ce chauffage peut-être provoqué par une galaxie satellite dense et massive, interagissant avec un disque mince pré-existant. Ce scénario est proposé par Quinn, Hernquist & Fullagar (1993).

Pendant le processus de merger, la galaxie satellite va se disloquer et ses débris vont se distribuer dans la galaxie hôte. Au final, le disque épais est formé des débris de la galaxie satellite ainsi que des étoiles du disque mince "chauffées". La distribution de l'âge et de la métallicité dans le disque épais pourrait donner des contraintes sur ce mélange.

Une question se pose alors : est-ce que les débris de galaxies satellites disloquées peuvent dominer le disque épais ?

Le scénario proposé par Abadi et al. (2003a, 2003b), à partir de simulations numériques, indique que le disque épais serait composé en majorité d'étoiles accrétées à partir de galaxies satellites. La figure 1.15 montre qu'environ 60% des étoiles du disque épais seraient des étoiles capturées, pourcentage qui augmente jusqu'à 90% pour les étoiles du disque épais plus âgées que 10 Ga. De plus 15% des étoiles du disque mince seraient, elles aussi, des étoiles capturées.

Le scénario se décompose de la façon suivante : les mergers vont disloquer le gaz dans le jeune disque mince dont une partie aura atteint une métallicité $[Fe/H] = -0.3$ dex, c'est-à-dire la métallicité maximale supposée du disque épais (l'origine des étoiles du disque

épais avec un $[\text{Fe}/\text{H}]$ solaire n'est pas encore claire). Après la fusion des galaxies satellites, le disque mince se reconstitue à partir du gaz qui a formé le jeune disque mince ainsi que du gaz pauvre en métallicité provenant des galaxies satellites, ce qui correspondrait aux étoiles du disque mince de faible métallicité, $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.7$ dex. Pendant le laps de temps avant cette reconstitution du disque mince, le gaz est contaminé par les éjecta des SN Ia du disque épais.

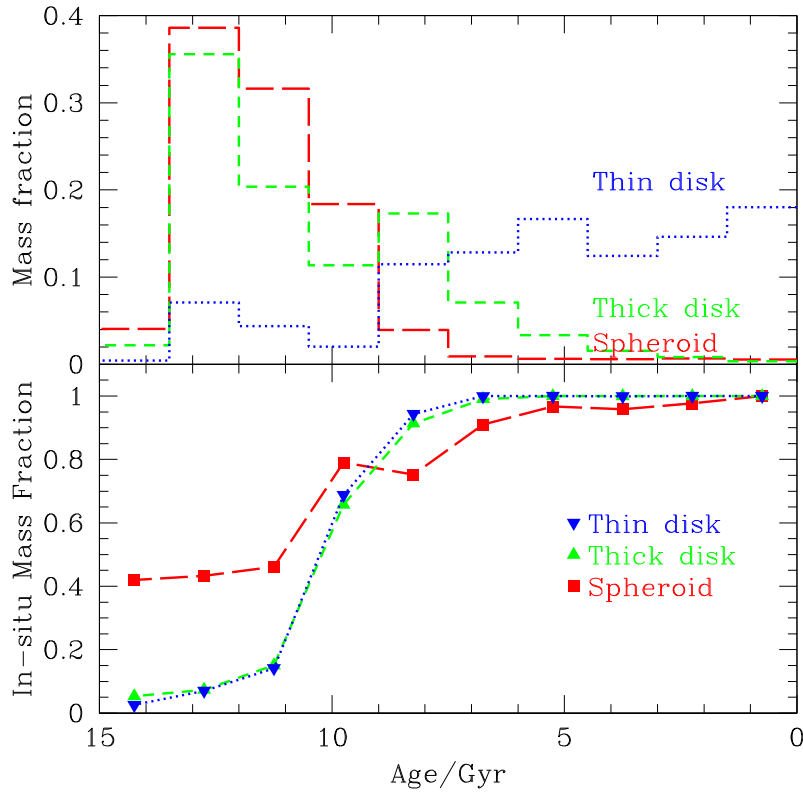


FIG. 1.15 – *En haut*: Distribution de l'âge normalisé, par rapport à la masse totale de chaque composante.

En bas: la fraction des étoiles, correspondant à chaque intervalle de la figure du haut, qui se sont formées dans la galaxie principale (*in situ*) en fonction du temps. D'après Abadi et al. (2003b).

Ce scénario est séduisant mais présente certaines faiblesses. Il est aujourd'hui communément admis que le disque épais, dans une certaine gamme de métallicité ($[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.3$), est riche en éléments α ($[\alpha/\text{Fe}] \geq +0.2$) avec une métallicité moyenne, $-0.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.7$ dex. Or, il apparaît dans les analyses des abondances d'étoiles se trouvant dans des galaxies naines sphéroidales et dans les nuages de Magellan, une grande variété de relations $[X/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$, toutes différentes de celles du disque épais (She-trone et al. 2003 ; Hill 2004).

En effet pour le grand nuage de Magellan (LMC), à métallicité similaire à celle (en moyenne) du disque épais, $[\alpha/\text{Fe}]$ dans le LMC est en dessous de la valeur solaire. Le

LMC n'est pas une bonne galaxie satellite candidate pour former un disque épais à partir de ses débris.

Qu'en est-il d'autres galaxies satellites comme la galaxie naine du sagittaire, Sgr dSph, (Ibata et al. 1995), dont on sait que celle-ci a clairement pénétré le disque?

Sa distribution totale de métallicité n'est pas très bien connue, néanmoins l'AMR obtenue est en accord avec des étoiles de métallicité, $[Fe/H] > -0.7$ dex et plus jeunes que 8 Ga (Layden & Saradejini 2000 ; Smecker-Hane & McWilliam 2003).

De plus ces étoiles ont essentiellement un rapport $[\alpha/Fe]$ de type solaire (Bonifacio et al. 2000 ; Smecker-Hane & McWilliam 2003) et sont donc bien différentes de celles observées dans le disque épais.

La seule galaxie satellite ayant une distribution des âges similaire au disque épais est Ursa Minor dSph ; cependant, les étoiles ont toutes une métallicité d'environ ~ -2.0 dex et ainsi cette galaxie ne coïncide pas non plus avec le disque épais observé.

Aucune galaxie satellite, de celles dont on a pu étudier les abondances, ayant survécu jusqu'à maintenant, ne peut expliquer les rapports d'abondances observés dans le disque épais.

Il apparaît donc peu probable, à ce jour, que le disque épais soit très majoritairement formé de débris de galaxies satellites accrétés.

Un autre scénario possible est le "chauffage" d'un pré-disque mince par un merger dit "mineur", 10 à 20% de la masse du pré-disque stellaire (Velazquez & White 1999 ; Walker, Mihos & Hernquist 1996).

Le disque épais formé est un mélange d'étoiles du disque mince "chauffées" et des débris de la galaxie satellite. Les étoiles de la galaxie satellite auraient une vitesse orbitale galactique proche de la moitié de celle du disque mince (ex : Benson 2005 ; Zentner et al. 2005). On s'attend donc à trouver une vitesse autour de $\sim 100 \text{ km.s}^{-1}$ pour les débris de la galaxie satellite.

Cela a probablement été mis en évidence par Gilmore, Wyse & Norris (2002), qui observent une population d'étoiles ayant une telle vitesse. Une analyse complémentaire (Norris et al. 2006) indique que ces étoiles ont une métallicité d'un facteur dix en dessous de celle du disque épais (~ -1.5 contre ~ -0.7 dex respectivement). Cela est plus conforme aux étoiles des galaxies naines.

Wyse et al. (2006) confirment ces observations et indiquent que ces étoiles sont à quelques kpc au dessus du plan galactique.

Pour résumer, le disque épais se formerait à partir d'un merger d'une galaxie satellite naine sur le pré-disque mince. Les débris de la galaxie naine auraient une cinématique différente de celle du disque épais et du halo.

Ce scénario est efficace mais il reste encore des zones d'ombres. Il ne mentionne pas les rapports d'abondances $[\alpha/Fe]$ que devraient avoir les débris et le disque épais dans ce scénario. Ceux-ci seront-ils bien distincts ? Sont-ils comparables à ce que l'on observe dans le disque épais et les galaxies satellites actuelles ?

D'autres simulations numériques tentent de reproduire les observations. Brook et al. (2004, 2005, 2006) présentent plusieurs simulations de disques galactiques à

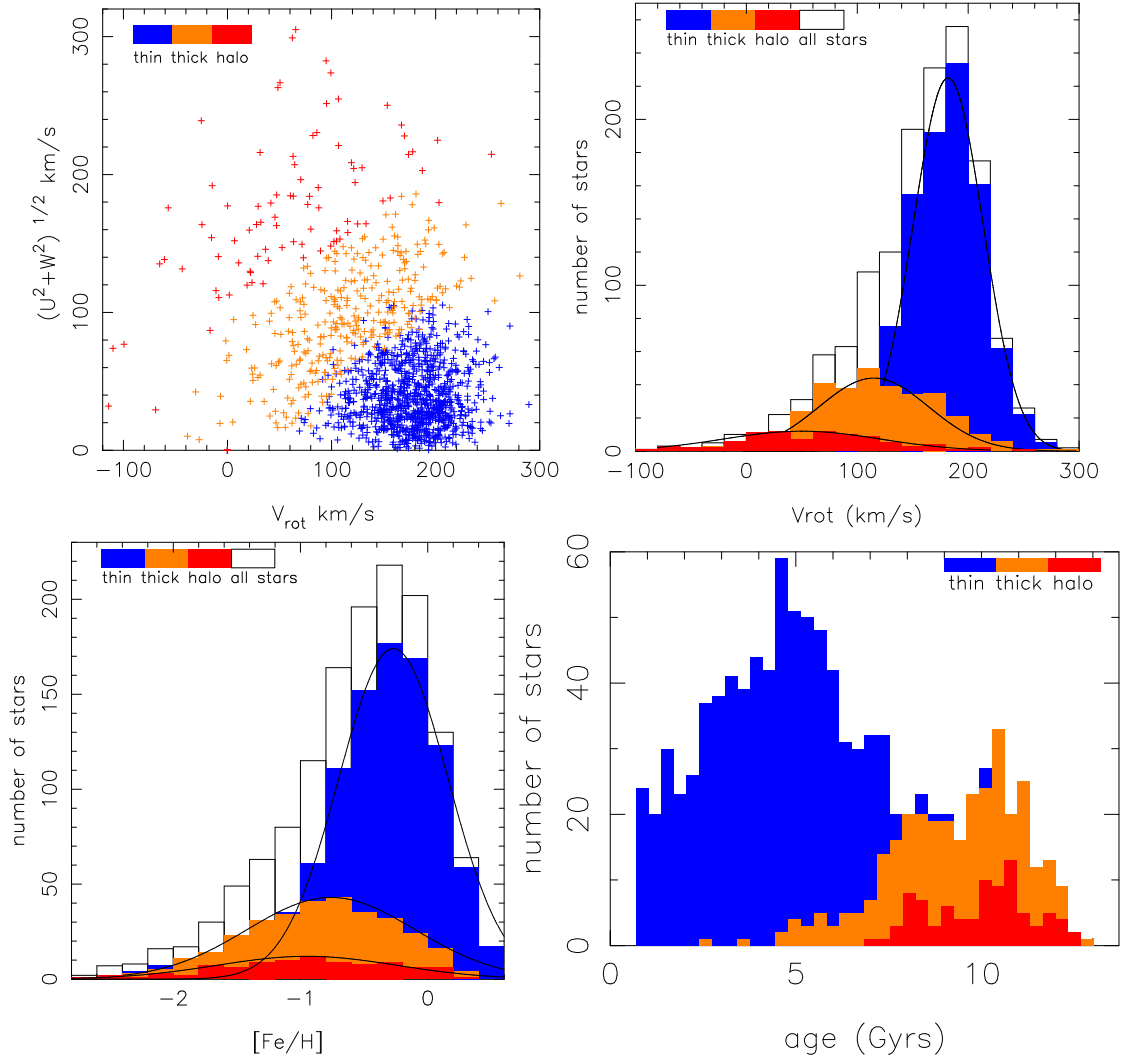


FIG. 1.16 – Diagramme de Toomre et simulation des âges, des vitesses de rotation et de la métallicité des étoiles de chaque population pour les étoiles du voisinage solaire ; d'après les simulations de Brook et al. (2005)

partir du modèle de formation hiérarchique des galaxies. Dans ce scénario, les plus petites structures se forment en premier, de la taille de galaxies naines ou d'amas globulaires, puis par fusions successives et accrétions, les systèmes de plus en plus massifs se forment. Ces mergers se sont produits très tôt dans la formation de la Galaxie.

Ainsi, à la différence des scénarii précédents, le disque épais se forme avant le disque mince. Les simulations tentent de reproduire les distributions de plusieurs paramètres comme l'âge, la vitesse de rotation et la métallicité des trois composantes cinématiques (disques mince et épais et le halo) à partir d'un échantillon d'étoiles simulant le voisinage solaire. Les 3 populations stellaires ont été caractérisées à partir de leur cinématique (Voir le diagramme de Toomre en haut à gauche de la figure 1.16). Les distributions obtenues pour chaque paramètre cité plus haut sont représentées dans la figure 1.16. Les distributions sont comparables aux valeurs moyennes de chaque paramètre pour chacune des 3

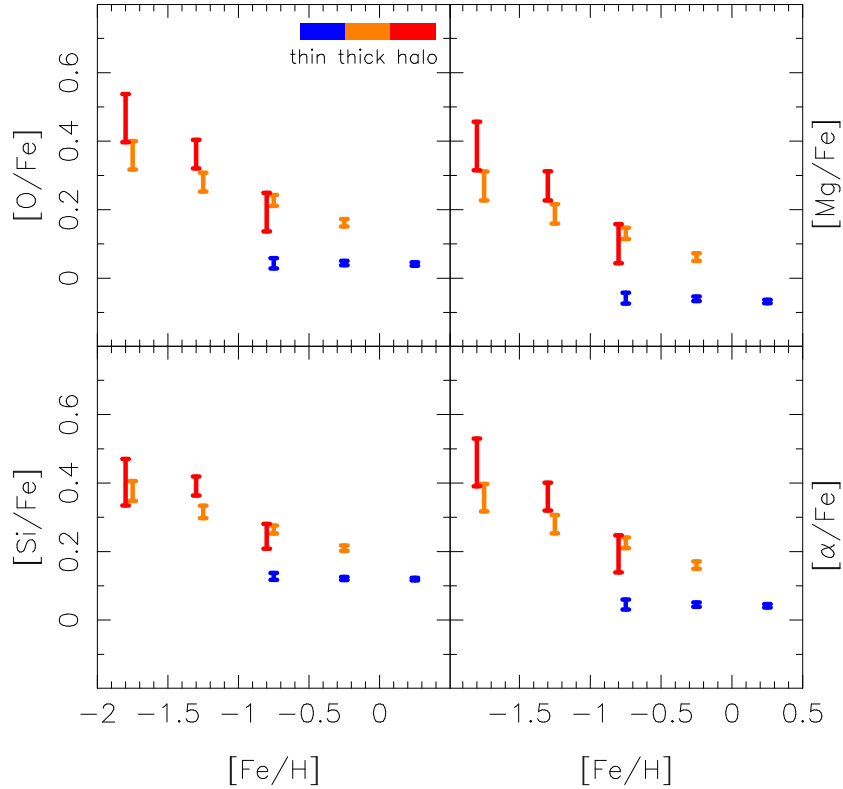


FIG. 1.17 – *Simulation de $[O/Fe]$, $[Si/Fe]$, $[Mg/Fe]$ et $[\alpha/Fe]$ en fonction de $[Fe/H]$ pour les étoiles du voisinage solaire ; d’après Brook et al. (2005). Le disque mince est représenté en bleu, le disque épais en orange et le halo en rouge.*

composantes.

Une particularité intéressante de ces simulations est qu’elles donnent des prédictions de rapport d’abondance d’éléments α . On remarque, sur la figure 1.17, que les tendances reproduites ressemblent à celles observées dans le voisinage solaire. Le disque épais (et le halo) sont plus riches en éléments α que le disque mince et leur distribution en métallicité se chevauche.

On remarque cependant qu’il n’y a pas d’étoiles du disque épais à métallicité solaire alors qu’elles sont observables dans la figure 1.16 avec $[Fe/H] > 0.0$.

Les auteurs concluent, de leurs simulations, que le disque épais s’est formé pendant une période chaotique de mergers riches en gaz. Pendant cette phase rapide, le MIS a été grandement enrichi en éléments α par les SN II. Seulement 5 à 10% d’étoiles provenant des mergers ont pu être accrétés par le disque épais, indiquant que l’accrétion stellaire joue un rôle mineur dans la formation du disque épais.

Le disque mince lui s’est formé plus tard, pendant une période plus calme, avec un apport de gaz enrichi provenant des mergers ainsi que du gaz pauvre en métaux.

Leurs disques simulés se forment rapidement et n’évoluent plus à partir d’un redshift, $z \sim 1$. Jusqu’à un redshift, $z = 0$, l’épaisseur du disque reste constante mais son rayon augmente.

1.6 Conclusion

Suite à ce chapitre introductif, les constats suivants peuvent être faits :

1. l'origine du disque épais n'est pas encore claire. Plusieurs scénarii sont proposés mais des contraintes observationnelles fortes sont encore nécessaires pour trancher entre les différentes hypothèses. Néanmoins, il apparaît que le disque épais s'est formé à partir de mergers pouvant être des galaxies satellites (le disque mince est formé en premier et le disque épais se formera au moment du merger) ou des structures riches en gaz (ici, le disque épais se forme en premier et le disque mince ensuite).
2. les distributions de métallicité et d'abondances observées dans les différentes composantes du disque apportent des contraintes fortes aux modèles.
3. depuis plus d'une décennie, plusieurs études des abondances dans le disque mince et le disque épais locaux ont été menées avec des résultats contradictoires dus à la taille des échantillons, aux biais de sélection, aux différentes méthodes de classification disque mince/disque épais et la non prise en compte de courants d'étoiles.

Le présent travail de thèse consiste alors à améliorer la situation à travers les actions suivantes :

1. reprendre l'ensemble des études d'abondances précédentes, les combiner, évaluer leurs biais et les analyser de manière homogène en utilisant un critère robuste de classification des composantes locales du disque.
2. développer un outil d'analyse spectrale automatique permettant d'obtenir les paramètres atmosphériques, T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et surtout $[\alpha/\text{Fe}]$, d'étoiles F,G et K.
3. analyser un grand échantillon d'étoiles représentatif du disque mince et du disque épais et sonder plus loin, à plusieurs kpc, du plan galactique.

Avec l'objectif d'étudier en détail les points suivants :

- cerner les propriétés chimiques des composantes cinématiques du disque galactique.
- rechercher des gradients verticaux et radiaux dans le disque épais.
- quantifier si possible la proportion d'étoiles de galaxies satellites accrétées dans le disque épais.

Ces différents points contribueront à apporter de nouvelles contraintes observationnelles fortes aux modèles de formation et d'évolution du disque galactique.

Chapitre 2

Étude des propriétés chimiques des groupes cinématiques du disque galactique

Ce chapitre présente les résultats de notre étude sur les propriétés chimiques des différentes composantes cinématiques de la Voie Lactée (Soubiran & Girard 2005). Cette étude comprend 3 parties :

La construction d'une grande bibliothèque d'étoiles contenant leurs abondances chimiques, leurs paramètres cinématiques et leur âge.

L'identification des étoiles appartenant aux différentes composantes cinématiques grâce à des critères robustes.

Enfin, l'analyse des propriétés chimiques de chaque groupe cinématique ainsi que leurs conséquences sur les scénarios possibles de la formation et de l'évolution du disque Galactique.

2.1 Introduction

Dans le chapitre précédent, nous avons décrit les propriétés cinématiques et chimiques du disque mince et du disque épais. Nos connaissances actuelles, sur les relations existantes entre les deux disques, ont été largement discutées.

Ce constat général nous a permis d'identifier les points contradictoires ou encore flous qui doivent être clarifiés.

Notamment grâce à un nombre d'étoiles plus conséquent, et en tenant compte des étoiles appartenant au courant d'Hercule.

Cela donnera une statistique plus fiable et des contraintes plus précises pour les modèles de formation du disque.

2.2 Le catalogue des abondances chimiques

Ces dernières années, de nombreuses études sur les propriétés du disque mince et du disque épais ont été réalisées. Elles ont produit un certain nombre de listes d'étoiles avec des paramètres atmosphériques et des abondances détaillées.

Cependant le nombre d'étoiles figurant dans chacune d'entre elles est faible, variant d'une dizaine à quelques centaines d'étoiles ce qui ne rend pas la statistique sur les propriétés du disque Galactique très fiable. On s'en rend bien compte lorsque l'on compare les résultats des précédentes études, discutés précédemment, certains points sont contradictoires, et d'autres doivent être clarifiés.

Pour améliorer la statistique il nous faut un nombre plus conséquent d'étoiles, et c'est dans ce but que nous avons entrepris de construire un tel échantillon à partir de données déjà existantes.

L'objectif final étant de constituer une liste d'étoiles de référence pour calibrer des méthodes de détermination automatique de paramètres atmosphériques.

2.2.1 Construction du catalogue

Nous avons sélectionné 11 références dans la littérature traitant de l'étude du disque Galactique. Ces auteurs présentent des listes conséquentes d'étoiles avec des abondances détaillées (O, Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, Fe, Ni).

Avant de compiler toutes ces données il faut être prudent. Chacun des auteurs n'utilisent pas les mêmes méthodes et les mêmes calibrations dans leurs analyses spectrales. Cela entraîne des effets systématiques que nous devons quantifier pour s'assurer d'avoir au final un catalogue homogène.

Ces effets ne peuvent être mesurés que s'il existe un nombre suffisant d'étoiles communes entre les différentes listes. Après croisements entre elles, il s'avère un nombre suffisant d'étoiles communes pour quantifier ces effets.

Nous avons observés que les désaccords les plus fréquents entre les auteurs ont lieu à faible métallicité. Cela n'a pas de conséquence pour notre étude car on s'intéresse plus particulièrement à l'interface entre le disque mince et le disque épais. Nous pouvons nous affranchir des étoiles ayant une métallicité inférieure à -1.3 dex. Limite à laquelle les désaccords deviennent trop importants. Les désaccords sont aussi très importants pour les étoiles "froides" qui ont une température inférieure à 4500 K. De la même manière que pour la métallicité nous ne retiendront que les étoiles avec une température effective (T_{eff}) supérieure à 4500 K.

Le tableau 2.1 donne pour chaque auteur le nombre d'étoiles considéré avec les différents éléments déterminés. Il est aussi mentionné les différentes méthodes de détermination de la température effective. Cette dernière est le paramètre le plus critique lors des analyses spectroscopiques. Les différentes méthodes de détermination peuvent entraîner des écarts systématiques importants, ce qui peut avoir des conséquences dangereuses sur la

TAB. 2.1 – Liste des 11 références avec le nombre d'étoiles ainsi que les différents éléments déterminés dans la gamme des paramètres stellaires (T_{eff} et $[\text{Fe}/\text{H}]$) choisis (voir le texte). La méthode de détermination de T_{eff} est donnée (ldr=line depth ratios): A04 = Allende Prieto et al. (2004), B03 = Bensby et al. (2003), B04a = Bensby et al. (2004), C00 = Chen et al. (2000), E93 = Edvardsson et al. (1993), F00 = Fulbright (2000), G03 = Gratton et al. (2003), M04 = Mishenina et al. (2004), N97 = Nissen & Schuster (1997), P00 = Prochaska et al. (2000), R03 = Reddy et al. (2003)

Référence	N	Éléments	détermination de T_{eff}
A04	104	Fe,Si,Ca,Mg,Ti,O,Ni	b-y, B-V
B03	66	Fe,Si,Ca,Mg,Ti,Na,Al,Ni	FeI
B04a	66	O	FeI
C00	90	Fe,Si,Ca,Mg,Ti,O,Na,Al,Ni	b-y
E93	188	Fe,Si,Ca,Mg,Ti,O,Na,Al,Ni	b-y
F00	100	Fe,Si,Ca,Mg,Ti,Na,Al,Ni	V-K, B-V, b-y
G03	116	Fe,Si,Ca,Mg,Ti,O,Na,Ni	B-V, b-y
M04	174	Fe,Si,Mg,Ni	H_{α} , ldr
N97	29	Fe,Si,Ca,Mg,Ti,O	FeI
P00	10	Fe,Si,Ca,Mg,Ti,O,Na,Al,Ni	FeI
R03	181	Fe,Si,Ca,Mg,Ti,Na,Al,Ni	b-y

détermination de la métallicité. Une différence systématique de la température entraîne une différence systématique de la métallicité et donc des abondances relatives au fer. Il apparaît donc crucial de quantifier ces effets systématiques entre les auteurs avant de combiner les différentes abondances.

Il existe dans la littérature des catalogues d'étoiles avec des déterminations de température connus pour être en bon accord avec le régime de température des étoiles du type F, G et K. Nous avons utilisé les catalogues d'Alonso et al. (1996), Blackwell & Linas-Gray (1998) et di Benedetto (1998) comme catalogue de référence pour caractériser les écarts systématiques entre les différents auteurs.

Les résultats des comparaisons sont donnés dans le tableau 2.2. La référence, l'écart moyen, la dispersion et le nombre d'étoiles en commun avec le catalogue de référence sont indiqués.

Les dispersions mesurées sont raisonnables, de 68 K à 109 K. Ce sont des valeurs que l'on retrouve généralement dans les analyses spectrales (50 K à 100 K). On remarque que les écarts moyens les plus conséquents sont obtenus pour N97 avec une valeur de -90 K, et pour P00 avec une valeur de 89 K. Cependant on constate aussi que ces auteurs n'ont que très peu d'étoiles en commun avec le catalogue de référence en température. Seulement 8 étoiles pour N97 et 3 étoiles pour P00. De ce fait les valeurs des écarts moyens pour ces deux auteurs ne sont pas fiables.

Les écarts moyens pour les autres auteurs ne dépassent pas ~ 70 K, ce qui n'affecte pas de manière significative les valeurs des abondances. En effet d'après Mishenina et al. (2004), une différence de 100 K se traduirait par une différence de 0.07 dex pour la métallicité et une différence encore plus faible pour les autres éléments.

Ainsi il ne sera pas nécessaire de corriger les effets systématiques en température. Nous allons maintenant nous intéresser aux abondances détaillées des différents auteurs.

La majorité des abondances parmi les différentes listes a été déterminé à partir d'analyses

TAB. 2.2 – *Statistiques de la comparaison de T_{eff} avec les catalogues d'Alonso et al. (1996), Blackwell & Lynas-Gray (1998) and di Benedetto (1998).*

Ref	$\Delta_{T_{\text{eff}}}(K)$	$\sigma_{T_{\text{eff}}}(K)$	N
A04	16	76	43
B03	-71	72	14
C00	21	109	18
E93	-59	68	59
F00	51	85	44
G03	-15	68	42
M04	-37	77	55
N97	-90	75	8
P00	89	68	3
R03	23	68	11
All	-13	88	302

spectrales basées sur l'approximation ETL (Equilibre Thermodynamique Local). Seulement quelques cas (le magnésium dans M04 et le sodium dans G03) ont été déterminés avec l'approximation HETL (Hors Equilibre Thermodynamique Local).

Ces deux approximations reposent sur des modèles physiques différents. Les abondances déterminées en ETL en général ne peuvent pas être combinées à celles déterminées en HETL car elles peuvent donner lieu à des résultats très différents selon les éléments, les raies spectrales utilisées et les paramètres stellaires des étoiles en jeu.

Néanmoins nous avons regardé si les déterminations HETL du magnésium de M04 et du sodium de G03 sont en accords avec les déterminations ETL des autres auteurs. Respectivement 126 et 130 étoiles sont en commun entre M04 et G03 et les autres auteurs. Les figures 2.1 et 2.2 montrent que la dispersion est faible (0.13 dex pour le Mg et 0.07 dex pour le Na) et une absence d'écarts systématiques. Ces résultats nous conduisent à garder ces deux éléments déterminés en HETL dans notre échantillon.

Certaines abondances en oxygène ont aussi été déterminées en HETL mais le cas est plus complexe que précédemment.

L'abondance en oxygène peut-être déterminée à partir des raies dites interdites de [OI] à 6300 Å et 6363 Å ou à partir des raies du triplet infrarouge de [OI] à 7774 Å.

Les raies à 7774 Å sont fortes et propres mais affectées par des effets HETL, tandis que les raies à 6300 Å et 6363 Å sont faibles et se chevauchent mais ne sont pas affectées par des effets HETL. Pour éviter ces effets HETL, nous avons choisi de ne sélectionner que les déterminations faites avec la raie à 6300 Å.

A04 et B04a ont directement utilisé la raie à 6300 Å tandis que E03 ont calibré une correction permettant de passer des abondances déterminées à 7774 Å en ETL à des abondances déterminées à 6300 Å en ETL. Cette même correction a été utilisée par C00 et nous a permis de corriger les abondances à 7774 Å ETL de N97 et P00. Enfin G03 ont déterminé

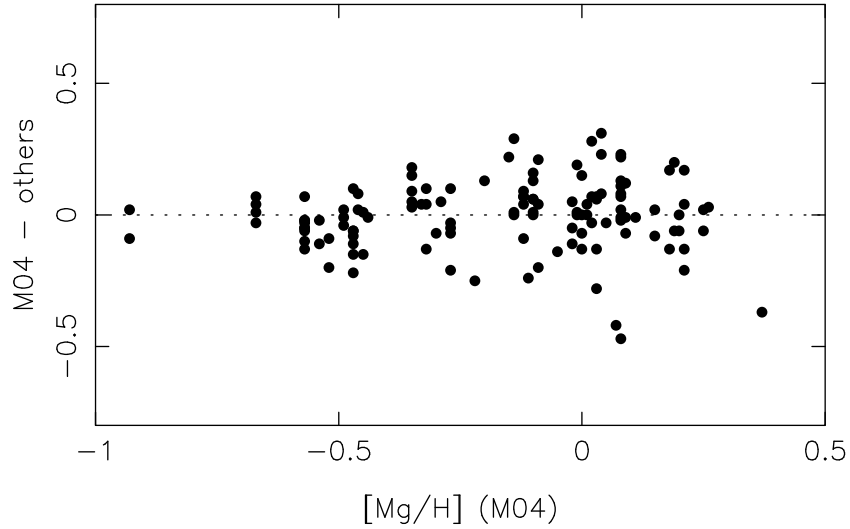


FIG. 2.1 – Comparaison du rapport $[Mg/H]$ calculé avec l'approximation HETL par M04 et $[Mg/H]$ ETL calculé par les autres auteurs. Aucun effet systématique n'est observé. La différence moyenne est nulle, la dispersion est de 0.13 dex pour 126 étoiles en commun.

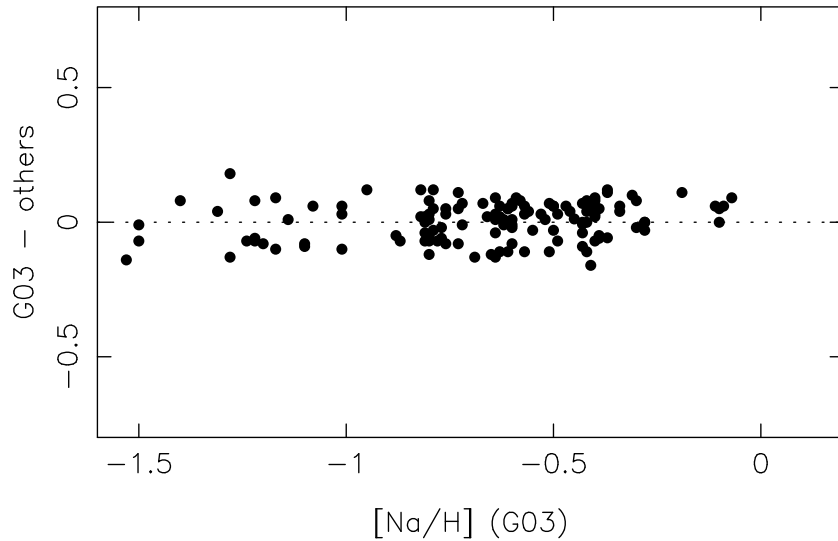


FIG. 2.2 – Comparaison du rapport $[Na/H]$ calculé avec l'approximation HETL par G03 et $[Na/H]$ ETL calculé par les autres auteurs. Aucun effet systématique n'est observé. La différence moyenne est nulle, la dispersion est de 0.07 dex pour 130 étoiles en commun.

les abondances avec la raie à 6300 Å en ETL pour 22 étoiles et avec la raie à 7774 Å en HETL pour 68 étoiles. Afin de rester cohérent dans notre analyse nous avons choisi de ne retenir que les 22 étoiles avec les abondances déterminées en ETL.

La figure 2.3 montre la dispersion typique qui affecte les abondances en oxygène déterminées par les différents auteurs. L'écart-type est de 0.19 dex pour 132 valeurs. Quelques objets ont des écarts très importants : HD172051 avec $[O/H] = +0.47$ (A04) et $[O/H]$

= -0.18 (B04a), HD109303 avec $[O/H] = +0.11$ (R03) et $[O/H] = -0.40$ (C00) et enfin HD210027 avec $[O/H] = +0.60$ (A04) et $[O/H] = -0.01$ (C00). De plus les déterminations faites par A04 sont systématiquement plus élevées par rapport aux déterminations des autres auteurs de 0.11 dex. Les écarts systématiques sont importants, ce qui nous conduit à ne pas retenir les abondances en oxygène de A04. Sans ces données l'écart-type tombe à 0.13 dex pour 85 valeurs au lieu de 0.19 dex précédemment.

Il reste maintenant à analyser les possibles effets systématiques pour la métallicité et les autres éléments chimiques. Comme l'analyse a déjà été faite pour la température et les abondances ETL/HETL, on ne s'attend pas ici à trouver des écarts importants. Néanmoins il faut s'en assurer. Seul les auteurs ayant au moins 10 étoiles en commun ont été considérés. Les plus grands effets systématiques mesurés ont une valeur comprise entre 0.08 et 0.10 dex et sont observés pour les rapport $[Ti/Fe]$ et $[Mg/Fe]$ (A04 vs. E93) et pour $[Mg/Fe]$ (A04 vs. C00). La valeur médiane des écarts moyens entre les différents auteurs est de 0.02 dex.

Les plus grandes dispersions sont observées pour les rapports $[Ti/Fe]$ et $[Al/Fe]$ (E93 vs. C00 : 0.10 dex) et pour $[Fe/H]$ (M04 vs. A04 : 0.11 dex). Ici la valeur médiane de la dispersion entre les différents auteurs est de 0.045 dex (quelques objets ont été rejetés après une sélection à 3σ).

Les valeurs des médianes sont tout à fait acceptables compte tenu du fait que les barres d'erreurs sont de 0.10 dex pour la métallicité, et de 0.06 dex sur les rapports d'abondances.

Cette dernière analyse clôture la construction de notre catalogue d'abondances détaillées

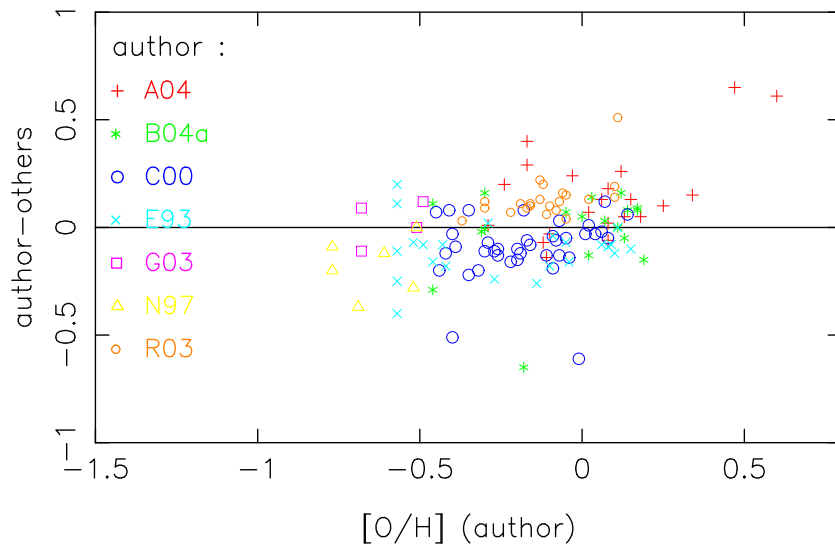


FIG. 2.3 – Différences entre le rapport $[O/H]$ en ETL à 6300\AA obtenues pour les auteurs ayant des étoiles en commun.

basé sur la combinaison de 11 publications. Les paramètres atmosphériques et les abondances des étoiles figurant dans plusieurs listes à la fois ont été moyennés. Le catalogue final est constitué de 743 étoiles et est disponible sous forme électronique au CDS, à Stras-

bourg¹. Le tableau 2.3 récapitule le nombre d'étoiles disponibles pour chaque élément.

TAB. 2.3 – *Pour chaque élément figure le nombre d'étoiles avec une détermination d'abondance.*

Fe	O	Na	Mg	Al	Si	Ca	Ti	Ni
743	415	568	725	509	743	641	630	739

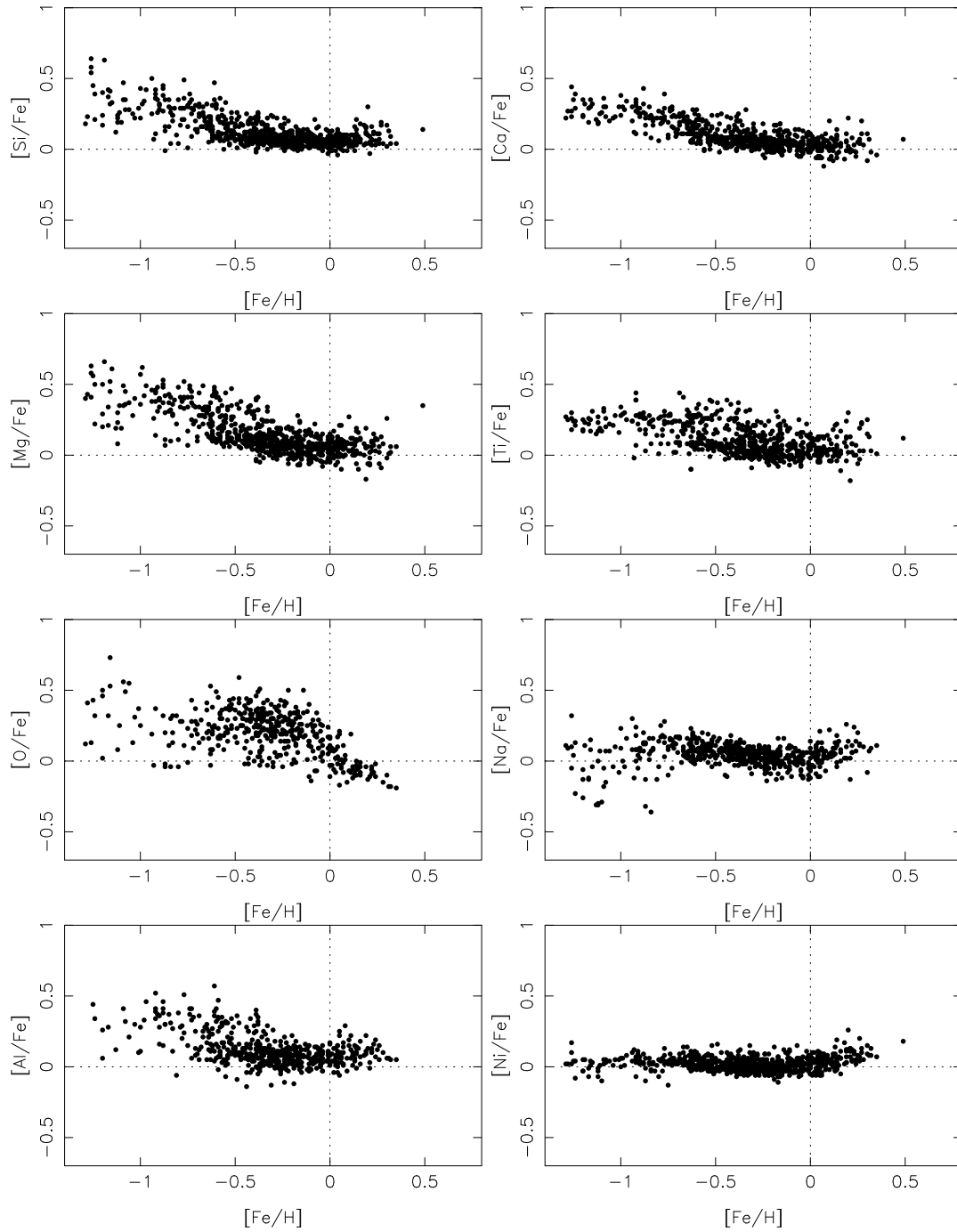
2.2.2 Tendances générales des éléments chimiques dans l'échantillon global

A partir de ce catalogue d'abondances détaillées nous avons regardé quelles étaient leur distribution en représentant chaque élément en fonction de la métallicité $[\text{Fe}/\text{H}]$. Le graphe 2.4 montre les tendances observées. Les éléments α (Mg, Si, Ti et Ca) montrent un comportement similaire. Leur distribution diminue au fur et à mesure que la métallicité augmente. Cependant il y a des différences entre chaque élément. Le magnésium a une forte dispersion à faible métallicité, contrairement au calcium qui a une dispersion plus faible et un rapport d'abondance qui décroît plus régulièrement.

Concernant l'oxygène, qui est aussi considéré comme un élément α , la dispersion est très élevée. La décroissance est la même que celle observée pour les autres éléments α jusqu'à une métallicité solaire. Au delà et contrairement aux autres éléments α , la décroissance se poursuit jusqu'à métallicité "super-solaire". La grande dispersion observée est peut-être d'origine cosmique ou bien due aux erreurs de mesures et aux inhomogénéités dans les différentes listes combinées.

Le cas de l'aluminium est particulier, il n'est pas considéré comme un élément α mais semble avoir un comportement assez similaire. E93 et B03 ont déjà observé cette particularité. Les éléments du pic du fer : Na et Ni, montrent un comportement bien différent de celui des éléments α . La dispersion du sodium est faible mais change brutalement à une métallicité $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.70$ dex. On observe également une pente positive à métallicité "super solaire" que l'on retrouve aussi pour le nickel. Et contrairement au sodium, la dispersion du nickel reste remarquablement faible jusqu'à basse métallicité. Cela suggère que les différentes études compilées pour cet élément sont en excellent accord et que la diffusion cosmique est faible. Pour la plupart des éléments, excepté l'oxygène, la dispersion augmente à partir de la métallicité solaire $[\text{Fe}/\text{H}] > 0.0$ dex. Lorsque l'on regarde les modèles d'évolution chimique de notre Galaxie, les éléments α comme l'oxygène et le magnésium ont la même source de production ; les SN du type II. Ces deux éléments devraient avoir le même comportement à métallicité "super solaire" ce qui n'est pas le cas. Il faut certainement revoir les taux de production des éléments lors des SN II. Le Soleil apparaît être déficient dans tous les éléments par rapport à des étoiles de même métallicité. Cette aspect a déjà été observé par E93 et A04. Néanmoins cela serait certainement dû à des effets de sélection puisque dans certains échantillons le Soleil ne semble pas avoir

1. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J/A+A/438/139>

FIG. 2.4 – $[X/Fe]$ en fonction de $[Fe/H]$

une place particulière.

2.3 Les vitesses, les âges et les paramètres orbitaux

Afin de poursuivre notre étude nous avons collecté des données cinématiques précises pour les étoiles de notre catalogue d’abondances détaillées. Cela nous permettra par la suite de classifier les différents groupes cinématiques tels que le disque mince, le disque épais et le courant d’Hercule. Pour obtenir les 3 composantes des vitesses (U, V, W) nous avons croisé notre catalogue d’abondances avec le catalogue d’Hipparcos. Ce catalogue est le fruit de la mission Hipparcos, satellite de l’ESA (European Space Agency) lancé en 1989. Il contient des données astrométriques et photométriques de plus de 118 000 étoiles. Nous avons sélectionné les étoiles qui avaient une parallaxe π supérieure à 10 mas et une erreur relative $\frac{\sigma_\pi}{\pi} < 0.10$ de manière à n’avoir que des données précises.

Les vitesses radiales ont été obtenues à partir de différentes sources dans la littérature comme les catalogues de Prugniel & Soubiran; Nidever et al. (2002); Nordström et al. (2004); Gratton et al. (2003); Barbier & Brossat (2000). Les positions, les distances, les mouvements propres et les vitesses radiales ont été combinés pour calculer les vitesses U (vitesse galactique radiale, positive en direction du centre galactique), V (vitesse galactique rotationnelle, positive dans le sens de rotation du Soleil autour de la Galaxie) et W (vitesse galactique verticale, positive vers le pôle nord Galactique) en fonction des valeurs solaires par rapport au “Local Standard of Rest” (repère local qui suit le courant moyen des étoiles du voisinage solaire).

La précision obtenue pour la majorité des étoiles est meilleure que 1 km.s^{-1} . En complément des paramètres cinématiques nous avons cherché à obtenir l’âge de ces étoiles.

Nous avons croisé notre liste avec celle de Nordström et al. (2004) qui contient des déterminations des âges pour un grand ensemble d’étoiles du voisinage solaire. Les isochrones² utilisées par Nordström et al. (2004) ont été calculées avec des métallicités photométriques qui sont de moins bonne précision que celles de notre liste déterminées spectroscopiquement. Ainsi les âges obtenus ne sont pas très précis. Pour remédier à cela nous avons demandé à Frédéric Pont de nous calculer les âges de nos étoiles. Il a utilisé une méthode Bayésienne (Pont & Eyer 2004) appliquée à nos données compilées (Luminosités Hipparcos, températures et métallicités spectroscopiques) ainsi que les isochrones théoriques de Padova (Girardi et al. 2000). Cependant le calcul des isochrones ne tient pas compte de l’abondance en éléments α . Bensby et al. (2004b) ont montré qu’une variation de l’abondance en éléments α entraîne une modification de l’âge des isochrones. Une variation de $[\alpha/\text{Fe}] = +0.0$ à $+0.3$ pour une métallicité $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.70$ entraîne un décalage de 5 Ga ! Cependant on peut remarquer que la différence entre les isochrones tenant compte de l’enrichissement en éléments α et celles n’en tenant pas compte est équivalente, au premier ordre, à un décalage en température. Or la bonne adéquation entre les températures issues des observations et des modèles est un des points clés de la méthode de Pont & Eyer (2004). D’après F. Pont, le décalage en température appliqué pour accorder le mo-

2. les isochrones sont des courbes théoriques réalisées à partir des modèles d’évolution des étoiles. Elles dépendent notamment de la métallicité.

dèle avec les observations à une métallicité donnée permet de corriger les effets dues à l'enrichissement en éléments α . La méthode Bayésienne détermine l'âge le plus probable d'une étoile à partir d'une fonction de distribution de probabilité utilisée pour définir un sous-échantillon d'étoiles avec des âges bien déterminés. La méthode a été appliquée sur l'ensemble de nos étoiles. Celles dont la distribution de probabilité été trop large ou asymétrique ou avaient une position dans le diagramme HR trop éloignée des isochrones de même métallicité ont été éliminées. Au final 322 étoiles de notre liste ont un âge bien déterminé.

Les paramètres orbitaux ont été calculé en intégrant les équations de mouvement à partir du modèle Galactique d'Allen & Santillan (1993). Nous avons adopté comme temps d'intégration l'âge de chaque étoile. Celles n'ayant pas d'âge déterminé ont un temps d'intégration fixé à 5 Ga. Les paramètres adoptés pour le Soleil sont les suivants : la vitesse par rapport au LSR = (9.7; 5.2; 6.7) km.s⁻¹ (Bienaymé 1999), la distance du Soleil au centre de la Galaxie $R_{\odot}=8.5$ kpc et la vitesse circulaire $V_{lsr}=220$ km.s⁻¹. Les paramètres ainsi calculés sont : les distances périgalactique et apogalactique, la distance maximale au plan de la Galaxie et l'excentricité de l'orbite Galactique. Au final notre échantillon avec les abondances détaillées, les vitesses et les paramètres orbitaux contient 639 étoiles.

Les Figures 2.5 et 2.6 représentent la dispersion des vitesses verticales W et les excentricités des orbites dans plusieurs intervalles de métallicité.

Nous pouvons distinguer 3 régimes. Les 3 intervalles à haute métallicité montrent une

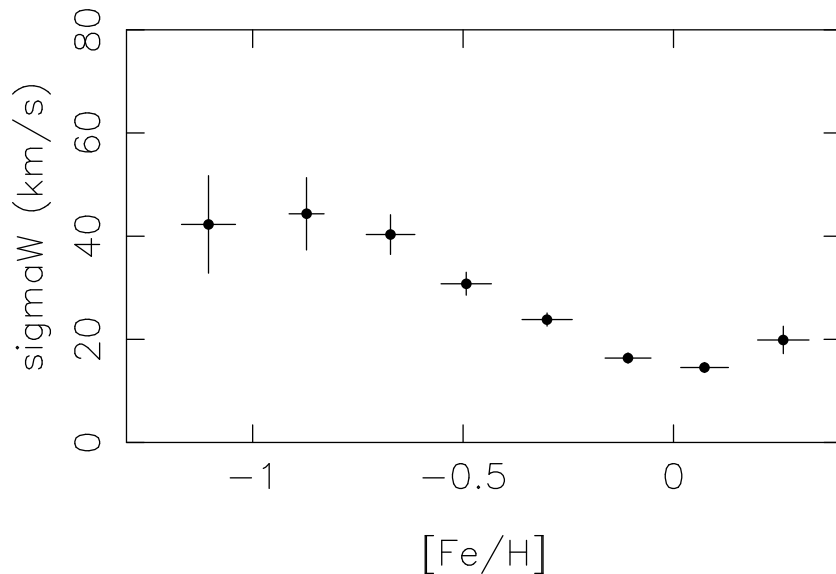


FIG. 2.5 – σ_W en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour tout l'échantillon dans plusieurs intervalles de métallicité. Les barres d'erreurs correspondent à une erreur type pour σ_W : $(\sigma_W/\sqrt{2N})$ et à l'écart-type pour $[\text{Fe}/\text{H}]$.

distribution moyenne $\sigma_W \simeq 15$ km.s⁻¹ et une excentricité moyenne $ecc \simeq 0.09$. Cela reflète la domination du disque mince dans cet intervalle de métallicité. En effet le disque mince est caractérisé par un σ_W faible tandis que le disque épais par un σ_W plus grand. L'intervalle de métallicité le plus élevé, $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.26$ dex, à un $\sigma_W = 0.20$ km.s⁻¹ et laisse penser qu'il y a des étoiles qui ont une très forte métallicité avec des vitesses ver-

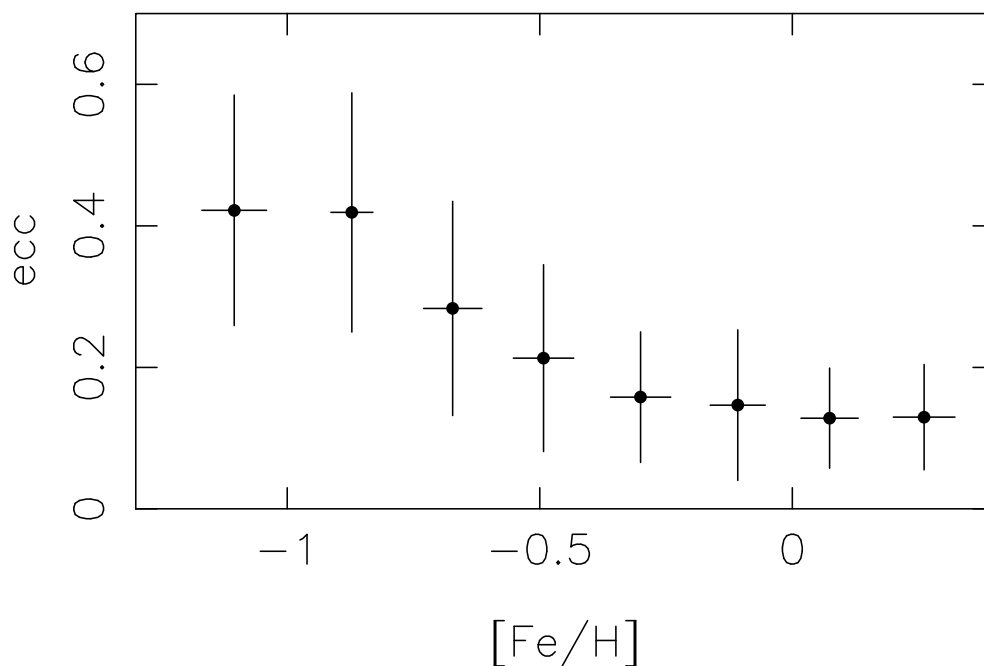


FIG. 2.6 – L'excentricité des orbites en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour tout l'échantillon dans plusieurs intervalles de métallicité. Les barres d'erreurs correspondent à l'écart-type.

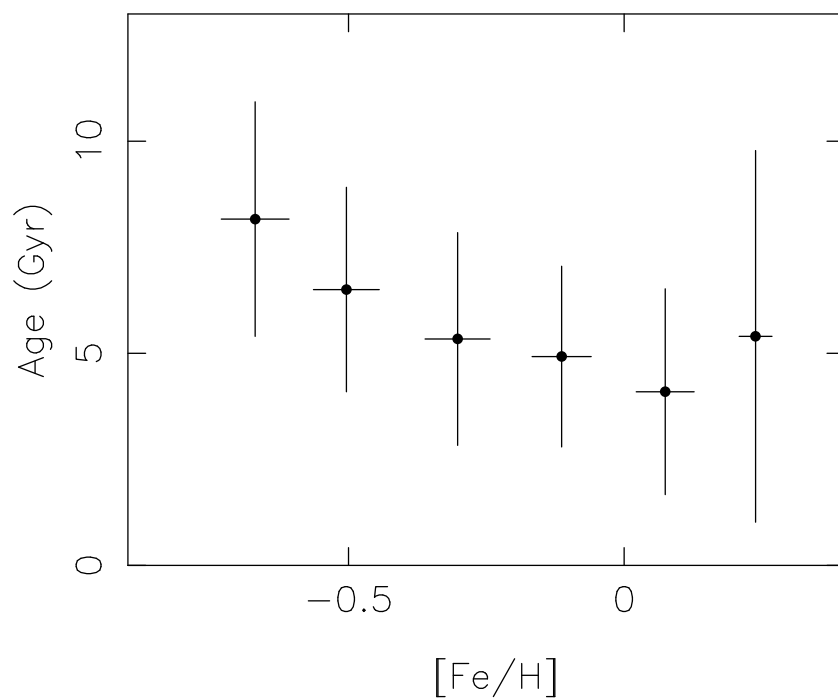


FIG. 2.7 – L'âge en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ dans plusieurs intervalles de métallicité pour les étoiles avec un âge bien déterminé. Les barres d'erreurs correspondent à l'écart-type.

ticales élevées. Dans les intervalles suivants, σ_W et ecc augmentent au fur et à mesure que la métallicité diminue. Dans ces intervalles les étoiles du disque mince et du disque

épais sont mélangées. Cependant l’augmentation de σ_W et ecc observée suggère un nombre croissant d’étoiles du disque épais par rapport au disque mince. Cette augmentation se stabilise pour les 3 derniers intervalles autour de $\sigma_W \simeq 0.45 \text{ km.s}^{-1}$ et $ecc \simeq 0.45$. Dans ces intervalles ce sont les étoiles du disque épais qui sont dominantes.

Enfin la figure 2.7 montre la distribution des âges en fonction de différents intervalles de métallicité. On observe assez nettement une relation âge-métallicité (AMR). Le saut observé dans le dernier intervalle de métallicité est caractérisé par des étoiles vieilles et de forte métallicité. Ces mêmes étoiles ont des vitesses verticales élevées. Ce ne sont pas des étoiles caractéristiques du disque mince. Leur nature devra être discutée dans la suite de ce chapitre.

2.4 Classification des composantes cinématiques du disque

Pour étudier séparément les propriétés chimiques de chaque composante cinématique, il faut identifier les étoiles appartenant à chacune d’entre elle. La méthode d’identification est basée sur un algorithme de déconvolution de distribution de gaussienne multivariée appliqué aux paramètres cinématiques (U, V, W). Cet algorithme appelé SEM (Celeux & Diebolt 1986) permet de déterminer la probabilité qu’une étoile d’appartenir à chaque population. Il résoud de manière itérative les équations de maximum de ressemblance sans information a priori sur les mélanges des distributions gaussiennes. Cette méthode a déjà été utilisée dans de précédentes études du disque mince et du disque épais (Soubiran et al. 2003 et M04).

Lors de ces études il a été indiqué que les étoiles qui avaient une forte métallicité avec une excentricité élevée et une faible échelle de hauteur ont été assignées au disque épais alors que leur origine pourrait être différente, exemple le courant d’Hercule.

Le courant d’Hercule a des propriétés cinématiques intermédiaires à celles du disque mince et du disque épais et aurait une origine dynamique. Il ne s’agirait pas d’un simple “moving group”, qui implique que les étoiles sont nées au même endroit en même temps, mais plutôt un courant dynamique qui peut affecter des étoiles avec des âges variés et de populations différentes. La barre centrale de notre Galaxie pourrait être responsable du courant d’Hercule. Elle a pour effet de placer les étoiles sur des orbites excentriques et ainsi de ressembler aux étoiles du disque épais alors que la plupart sont des étoiles du disque mince avec une cinématique perturbée.

Ces étoiles ont certainement été considérées dans les études précédentes comme étant des étoiles appartenant au disque épais et doivent maintenant être considérées comme des étoiles appartenant au courant d’Hercule.

Notre identification à partir des données cinématiques tient compte du courant d’Hercule. Nous considérons que notre échantillon de 639 étoiles est dominé par 3 populations : le disque mince, le disque épais et le courant d’Hercule. Ces populations ont toutes des distributions de vitesses gaussiennes ce qui nous permet d’utiliser l’algorithme de déconvolution SEM, mais pour cela nous avons besoin de connaître les paramètres cinématiques de chaque composante et leur proportion dans notre échantillon.

Recentment Famaey et al. (2004) ont montré que 6,5 % des étoiles de notre voisinage solaire appartenaient au courant d'Hercule et ont, au total, identifié 6 structures cinématiques dans leur échantillon d'étoiles géantes proches : "the background stars" qui correspondent à une population du disque mince, "the high velocity group and the Hercules group" qui correspondent au disque épais et au courant d'Hercule, le "young group", le "Hyades-Pleiades supercluster" et le "Sirius moving group" correspondant à de jeunes étoiles avec des caractéristiques cinématiques typiques du disque mince. La figure 2.8 représente dans le plan (U,V) les différents groupes. On constate que les groupes d'étoiles jeunes sont concentrés dans l'ellipsoïde de vitesse du disque mince. Contrairement au courant d'Hercule qui est exactement intermédiaire au disque mince et épais. Cela confirme l'importance d'identifier ces étoiles lorsque l'on s'intéresse à l'interface entre le disque épais et le disque mince.

Nous avons calculés pour chacune des 639 étoiles de notre échantillon leur probabilité

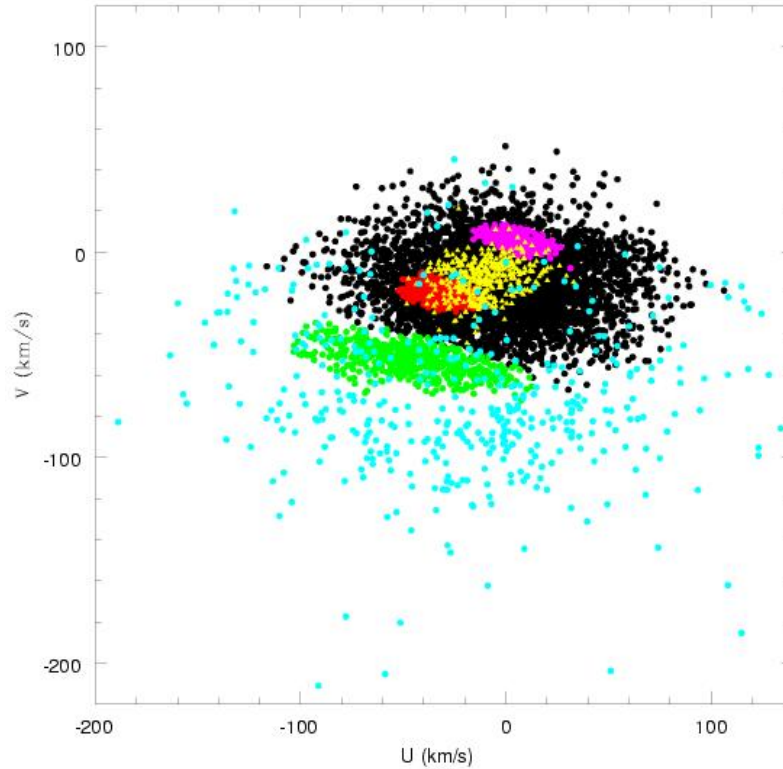


FIG. 2.8 – *Figure 9 de Famaey et al. (2004)*. Les 6 différents groupes cinématiques sont représentés dans le plan (UV): le "young group" en jaune, le groupe "High Velocity" en bleu, le groupe "Hyades-Pleiades" en rouge, le "Sirius moving group" en magenta, le groupe "Hercule" en vert et le groupe "background stars" en noir.

d'appartenance aux 3 populations sur la base de leurs vitesses (U, V, W) et de leur ellipsoïde gaussienne de vitesses des populations correspondantes (Pr_1 : disque mince, Pr_2 : le disque épais et Pr_3 : le courant d'Hercule).

$$Pr_1 = p_1 \frac{F_1}{F}, \quad Pr_2 = p_2 \frac{F_2}{F}, \quad Pr_3 = p_3 \frac{F_3}{F}$$

$$F_i = \frac{1}{\sqrt{2\pi}^3 \sigma_{U_i} \sigma_{V_i} \sigma_{W_i}} \exp -0.5 \left[\frac{U}{\sigma_{U_i}^2} + \frac{(V - V_i)}{\sigma_{V_i}^2} + \frac{W}{\sigma_{W_i}^2} \right]$$

$$F = p_1 F_1 + p_2 F_2 + p_3 F_3$$

avec p_1, p_2, p_3 les proportions des 3 populations dans notre échantillon et $V_i, \sigma_{U_i}, \sigma_{V_i}, \sigma_{W_i}, i = 1, 2, 3$, leurs paramètres cinématiques. Nous avons adopté comme paramètres cinématiques du disque mince et épais ceux déterminés par Soubiran et al. (2003) et ceux de Famaey et al. (2004) pour le courant d'Hercule. Les valeurs sont données dans la table 2.4. La

TAB. 2.4 – Paramètres cinématiques des trois groupes considérés et proportions dans notre échantillon.

	disque mince	disque épais	courant d'Hercule
p (%)	72	19	9
U (km.s ⁻¹)	0	0	-42
V (km.s ⁻¹)	-12	-51	-51
W (km.s ⁻¹)	0	0	-7
σ_U (km.s ⁻¹)	39	63	26
σ_V (km.s ⁻¹)	20	39	9
σ_W (km.s ⁻¹)	20	39	17
l_v (deg)	0	0	-5.7

fraction de chaque population dans notre échantillon est plus difficile à évaluer. Il est bien probable que notre échantillon soit biaisé en faveur des vitesses élevées et des étoiles de faible métallicité. Cela est dû à la nature des différentes études utilisées qui sont orientées vers les étoiles du disque épais. Cela a pour conséquence d'augmenter la proportion d'étoiles du disque épais et du courant d'Hercule par rapport à l'échantillon de Famaey et al. (2004) qui est représentatif du voisinage solaire. En appliquant l'algorithme SEM les résultats montrent que 72% des étoiles ont une cinématique typique du disque mince et 28% du disque épais et du courant d'Hercule. En adoptant le même rapport disque épais/courant d'Hercule de Famaey et al. (2004) ont trouvé 19% pour les étoiles correspondant au disque épais et 9% correspondant au courant d'Hercule.

A partir de ces probabilités nous obtenons 3 sous-échantillons représentatifs de chaque composante. Les nombres d'étoiles correspondantes sont de 428 étoiles pour le disque mince et de 84 pour le disque épais avec une probabilité Pr_i supérieure à 80 %. Cela permet d'avoir un nombre significatif d'étoiles du disque épais et assure une contamination minimale de chaque sous-échantillon par les autres. Cependant il est plus difficile d'isoler les étoiles du courant d'Hercule à cause de sa cinématique intermédiaire. Seulement 5 étoiles ont une probabilité Pr_i à supérieure à 80 % de lui appartenir. Il faut descendre la probabilité à 50 % pour obtenir un nombre plus significatif d'étoiles : au nombre de 44. Il reste 81 étoiles qui ne peuvent pas être identifiées à une des 3 composantes. Ces étoiles représentent un mélange d'étoiles intermédiaires que l'on ne considèrera pas dans la suite

de notre étude.

La figure 2.9 représente les trois sous-groupes dans le plan (U, V) et dans un diagramme de Toomre :

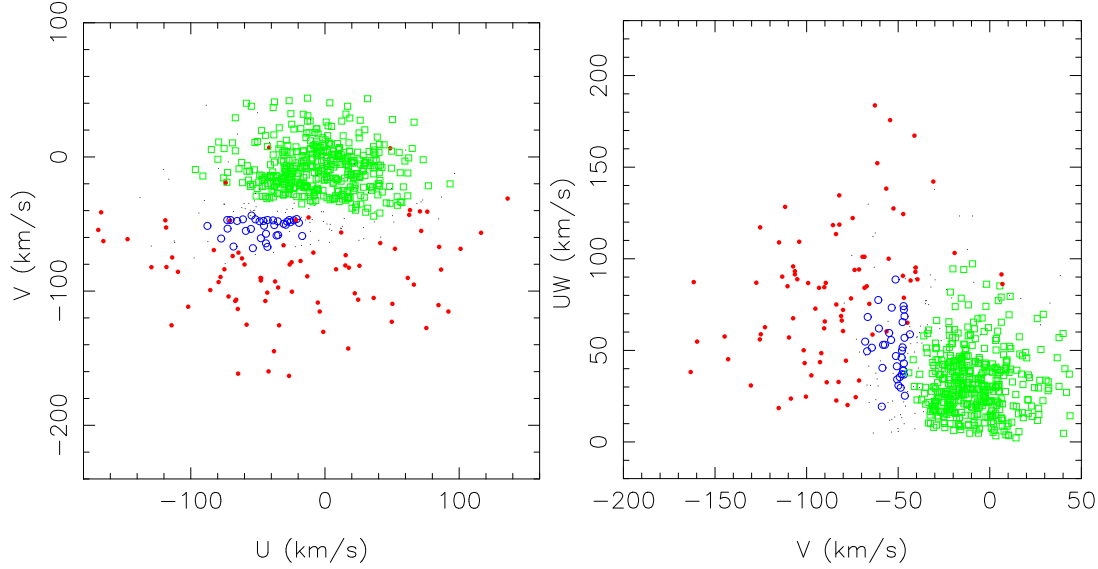


FIG. 2.9 – L'échantillon complet représenté dans le plan (U, V) à gauche et dans un diagramme de Toomre : $UW = \sqrt{U^2 + W^2}$ km.s⁻¹ à droite. les étoiles du disque épais sont représentées par des points rouges, les étoiles du disque mince par des carrés verts et les étoiles du courant d'Hercule par ces cercles bleus. Les petits points noirs correspondent aux étoiles n'appartenant à aucun des 3 sous-groupes.

Toomre. On voit clairement la population d'étoiles du courant d'Hercule qui est concentrée à l'interface du disque mince et du disque épais.

2.4.1 Comparaison avec d'autres critères de sélection

Il existe d'autres méthodes ou critères pour identifier les étoiles appartenant à une population donnée. Il est intéressant de comparer ces différents critères avec notre méthode basée sur la déconvolution des ellipsoïdes de vitesses. Parmi les 11 références que nous avons utilisé pour la construction de notre catalogue d'abondances détaillées, 5 ne traitent pas spécifiquement du disque épais (A04, E93, F00, G03 et N97) et ainsi n'utilisent pas de critères de sélection.

Les autres auteurs (P00, R03, C00, B03, B04a et M04) utilisent des critères plus ou moins similaires aux nôtres.

P00 a sélectionné 10 étoiles du disque épais avec $-1.1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.4$, $Z_{\text{max}} > 600$ pc et $-20 \leq V_{\text{LSR}} \leq -100$ km.s⁻¹. A cause de nos restrictions sur les distances Hipparcos seulement 5 étoiles de P00 se retrouvent dans notre échantillon. Cependant, en appliquant notre méthode de sélection, ces 5 étoiles font également parti du disque épais.

Si l'on applique les critères de P00 sur notre échantillon seulement 22 étoiles appartiennent au disque épais, soit deux fois moins qu'avec notre méthode. Les critères de P00 sont très appropriés pour éviter la confusion avec les étoiles du courant d'Hercule mais sont trop restrictifs pour créer un échantillon avec un nombre significatif d'étoiles du disque épais.

C00 ont sélectionné les étoiles du disque épais en utilisant comme critères $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.6$ et $V \leq 40 \text{ km.s}^{-1}$. Ces mêmes critères appliqués à notre échantillon nous donne un échantillon avec des étoiles appartenant à chaque composante: 58 étoiles au disque épais, 13 étoiles au courant d'Hercule, 1 étoile au disque mince et enfin 12 étoiles intermédiaires. Bien que les étoiles du disque épais sont dominantes il y a une fraction non négligeable d'étoiles appartenant au courant d'Hercule. Ces critères ne sont pas assez robustes pour isoler les étoiles du disque épais.

R03 ont établi des critères de sélection plus compliqués qui tiennent compte de la métallicité, de la moyenne des distances peri- et apo-galactiques R_{mean} de la vitesse V et de l'âge. Ces critères appliqués à notre échantillon sans tenir compte de la restriction de l'âge (âge $> 10 \text{ Ga}$) nous donnent 25 étoiles appartenant au disque épais et 4 étoiles au courant d'Hercule. Avec la restriction avec l'âge le nombre d'étoiles du disque épais se réduit à seulement 3.

Ces différents résultats montrent qu'un critère de sélection basé sur Z_{max} est plus efficace que sur V ou R_{mean} pour isoler les étoiles du disque épais. De plus une restriction en $[\text{Fe}/\text{H}]$ est incompatible avec une étude de la distribution de la métallicité et du comportement des abondances dans le disque épais.

B03 ont eux utilisé une méthode très similaire à la nôtre. Les principales différences se retrouvent dans les paramètres cinématiques choisis pour le disque mince et épais ; le courant d'Hercule n'étant pas considéré. Parmi leurs 21 étoiles du disque épais, 2 seulement (HD 210483 et HD 212231) ne font pas parti de notre échantillon du disque épais bien qu'elles aient une probabilité égale à 78 % et 75 % respectivement. Nous rappelons que dans notre sélection Pr_2 doit être supérieur à 80 %. Concernant leurs étoiles du disque mince, au nombre de 45, 2 ne font également pas parti de notre échantillon. HD 003735 a une probabilité de 73% d'appartenir au courant d'Hercule tandis que HD 210277 n'est classée dans aucun groupe. Cette étoile a une probabilité de 55% d'appartenir au disque mince et de 33% d'appartenir au courant d'Hercule. Hormis ces quelques différences pour les disques mince et épais les résultats sont très similaires.

Enfin M04 ont utilisé la même méthode que nous. A la différence qu'ils n'avaient pas tenu compte des étoiles du courant d'Hercule. Parmi leurs 30 étoiles du disque épais, 20 se retrouvent dans notre échantillon du disque épais, 5 dans le groupe du courant d'Hercule et 5 comme étoiles de transition qui ne peuvent être classées.

2.5 Propriétés chimiques des groupes cinématiques

A partir des 3 groupes d'étoiles représentant les disques mince et épais, et le courant d'Hercule nous pouvons analyser leurs propriétés chimiques. La figure 2.10 montre les diverses tendances pour chaque éléments. Pour une meilleure visibilité, les abondances de chaque sous-groupes ont été moyennées par intervalles de métallicité. Le tableau 2.5 donne l'abondance moyenne, l'écart-type et le nombre d'étoiles pour chaque intervalle de métallicité.

Les différentes observations que l'on peut faire à partir de ces graphes sont les suivantes :

- les populations du disque mince et du disque épais se recouvrent sur plusieurs in-

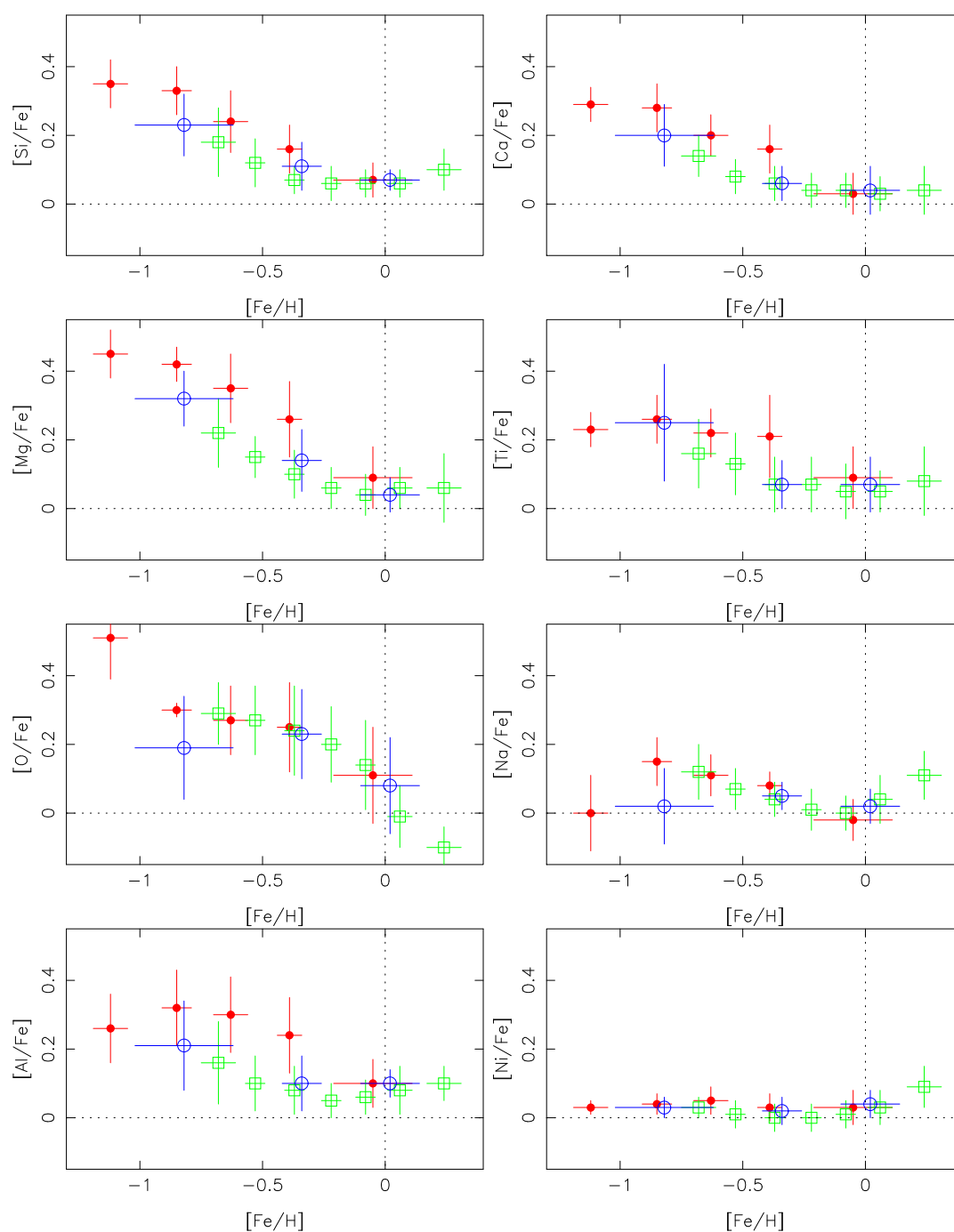


FIG. 2.10 – $[X/Fe]$ en fonction de $[Fe/H]$ moyen par intervalles de métallicité pour le disque mince (carrés verts), pour le disque épais (points rouges) et pour le courant d’Hercule (cercles bleus). Les barres d’erreurs correspondent à l’écart-type autour de la valeur moyenne de chaque intervalle.

TAB. 2.5 – Abondance moyenne, écart-type et nombre d'étoiles par intervalles de métallicité

Intervalle	[Fe/H]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Mg/Fe]	[Ti/Fe]	[O/Fe]	[Na/Fe]	[Al/Fe]	[Ni/Fe]
Disque épais									
[Fe/H] < -1.00	-1.12	0.35	0.29	0.45	0.23	0.51	0.00	0.26	0.03
	0.07	0.07	0.05	0.07	0.05	0.12	0.11	0.10	0.02
	8	8	8	7	8	8	8	6	8
-1.00 ≤ [Fe/H] < -0.75	-0.85	0.33	0.29	0.42	0.26	0.30	0.15	0.32	0.04
	0.06	0.07	0.06	0.05	0.06	0.02	0.07	0.11	0.04
	16	16	15	16	15	3	15	13	16
-0.75 ≤ [Fe/H] < -0.50	-0.63	0.24	0.20	0.35	0.23	0.27	0.11	0.30	0.05
	0.07	0.09	0.06	0.10	0.07	0.10	0.06	0.11	0.04
	31	31	28	31	28	13	28	27	31
-0.50 ≤ [Fe/H] < -0.25	-0.39	0.16	0.16	0.26	0.21	0.25	0.08	0.24	0.03
	0.05	0.07	0.07	0.11	0.12	0.13	0.04	0.11	0.04
	18	18	18	18	18	14	16	16	18
-0.25 ≤ [Fe/H]	-0.05	0.07	0.03	0.09	0.09	0.11	-0.02	0.10	0.03
	0.16	0.05	0.06	0.09	0.09	0.14	0.06	0.07	0.05
	11	11	9	11	9	8	8	8	11
Disque mince									
[Fe/H] < -0.60	-0.68	0.18	0.14	0.22	0.16	0.29	0.12	0.16	0.03
	0.07	0.10	0.06	0.10	0.10	0.09	0.08	0.12	0.03
	21	21	21	19	21	14	20	16	21
-0.60 ≤ [Fe/H] < -0.45	-0.53	0.12	0.08	0.15	0.13	0.27	0.07	0.10	0.01
	0.04	0.07	0.05	0.06	0.09	0.10	0.06	0.08	0.04
	37	37	35	36	33	23	33	33	37
-0.45 ≤ [Fe/H] < -0.30	-0.37	0.07	0.06	0.10	0.07	0.24	0.04	0.08	0.00
	0.04	0.04	0.05	0.07	0.08	0.13	0.05	0.07	0.04
	86	86	81	85	80	65	79	77	85
-0.30 ≤ [Fe/H] < -0.15	-0.22	0.06	0.04	0.06	0.07	0.20	0.01	0.05	0.00
	0.04	0.05	0.05	0.06	0.08	0.11	0.06	0.05	0.04
	97	97	82	96	80	57	71	70	97
-0.15 ≤ [Fe/H] < 0	-0.08	0.06	0.04	0.04	0.05	0.14	0.00	0.06	0.01
	0.04	0.04	0.05	0.06	0.08	0.13	0.05	0.05	0.04
	72	72	53	69	50	34	38	39	71
0 ≤ [Fe/H] < 0.15	0.06	0.06	0.03	0.06	0.05	-0.01	0.04	0.08	0.03
	0.05	0.04	0.05	0.06	0.06	0.09	0.07	0.07	0.05
	83	83	65	81	65	38	53	49	82
0.15 ≤ [Fe/H]	0.24	0.10	0.04	0.06	0.08	-0.10	0.11	0.10	0.09
	0.07	0.06	0.07	0.10	0.10	0.06	0.07	0.05	0.06
	32	32	27	32	27	14	19	19	32
courant d'Hercule									
[Fe/H] < -0.50	-0.82	0.23	0.20	0.32	0.25	0.19	0.02	0.21	0.03
	0.20	0.09	0.09	0.08	0.17	0.15	0.11	0.13	0.03
	8	8	8	8	8	4	6	3	8
-0.50 ≤ [Fe/H] < -0.20	-0.34	0.11	0.06	0.14	0.07	0.23	0.05	0.10	0.02
	0.08	0.07	0.05	0.09	0.07	0.13	0.04	0.08	0.04
	17	17	13	15	13	11	12	11	17
-0.20 ≤ [Fe/H]	0.02	0.07	0.04	0.04	0.07	0.08	0.02	0.10	0.04
	0.12	0.03	0.07	0.05	0.08	0.14	0.05	0.04	0.04
	19	19	11	18	11	6	7	7	19

- tervalles de métallicité. On trouve des étoiles du disque mince à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.80$ ainsi que des étoiles du disque épais jusqu'à métallicité solaire et même au-delà (une d'entre elle a une métallicité "super solaire", $[\text{Fe}/\text{H}] > +0.25$)
- les éléments α (Mg, Si, Ti, et Ca) tout comme Al ont un même comportement : à métallicité solaire les trois groupes sont mélangés ; de $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -0.3$; à $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -0.7$ les abondances augmentent de façon linéaire et le disque épais est plus riche que le disque mince
 - dans l'intervalle $-0.70 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.30$, les rapports $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ et $[\text{Al}/\text{Fe}]$ du disque épais sont supérieur au disque mince de plus de ~ 0.15 dex
 - un changement de pente ("coude") est observable pour le disque épais vers $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -0.7$ pour le Si et le Ca. Ce changement est moins évident pour le Mg
 - le seul élément α montrant un "coude" pour le disque mince est l'élément O à $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -0.5$, au delà la pente est très marquée.
 - pour l'élément O les trois groupes sont mélangés ce qui n'est pas le cas des autres éléments α
 - l'abondance la plus forte est observée pour l'élément O dans le disque épais ($[\text{O}/\text{Fe}] = +0.52$)
 - pour le Na et le Ni les trois populations sont confondues.
 - dans l'intervalle $-0.60 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.20$, le rapport $[\text{Na}/\text{Fe}]$ diminue de $\sim +0.10$ dex à ~ 0.00 dex
 - les étoiles à métallicité "super solaire" du disque mince montrent une surabondance en Na et Ni.
 - on retrouve des étoiles du courant d'Hercule dans pratiquement tous les intervalles de métallicité et ont des tendances similaires à celles du disque mince.

Le chevauchement des distributions de métallicité des disques minces et épais a déjà été établi par B03, M04. Cependant on ne sait pas où la distribution de la métallicité s'arrête pour les deux disques. Parmi les 428 étoiles du disque mince, 47 ont une métallicité $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.50$ et la plus faible métallicité est observée pour HD 134169 avec $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.83$. Bien entendu notre échantillon est biaisé en faveur des étoiles de faible métallicité mais la présence de telles étoiles du disque mince est réelle et ne peut pas être due à des erreurs de mesures. D'autre part les étoiles du disque mince à métallicité "super solaire" semblent avoir des propriétés chimiques différentes du reste du disque mince. Cela est très nettement observé dans la figure 2.10 pour le Ni et le Na.

On peut se demander alors si ces étoiles ont la même origine que les autres étoiles du disque mince ? Si l'on regarde en détail leurs vitesses, la moitié d'entre elles avec $[\text{Fe}/\text{H}] > +0.20$ ont un mouvement qui correspondrait à celui du groupe du super amas des Hyades-Pleiades. Ce courant serait originaire d'un grand nuage moléculaire, perturbé radialement par une onde spirale générée par la rotation de la Galaxie (Famaey et al. 2004). Le fait que ces étoiles ont la même haute métallicité et les mêmes rapports d'abondances renforce l'hypothèse de leur formation à partir d'un même matériel.

Concernant le disque épais, il existe dans notre échantillon des étoiles jusqu'à métallicité solaire. Il y a des arguments pour et contre la présence de telles étoiles à haute métallicité. M04 ont discuté de ce point et ont suggéré que le disque épais s'arrête à $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -0.30$ en supposant que les étoiles avec une métallicité plus élevée appartiennent au courant

d'Hercule. Les propriétés cinématiques du courant d'Hercule n'étant pas bien défini au moment de leur étude, cette hypothèse ne pouvait pas être vérifiée.

Par contre dans notre étude nous avons pris le soin d'éliminer les étoiles du courant d'Hercule dans notre échantillon du disque épais. Il y a donc bien des étoiles du disque épais à haute métallicité.

De plus Feltzing (2004) affirme avoir observé des étoiles à haute métallicité situées à une grande distance du plan Galactique là où le disque épais est dominant.

La conclusion sur le chevauchement de la distribution de métallicité des deux disques est qu'il est impossible d'identifier les populations du disque en utilisant un critère basé sur la métallicité.

L'augmentation du rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ dans le disque épais a été établie par Gratton et al. (1996) et Fuhrmann (1998) mais la mise en évidence des pentes décroissantes et parallèles pour les disques minces et épais est plus récente, cela grâce aux résultats de la déconvolution cinématique des deux disques par B03 et M04. Le "coude", qui indique le changement de pente entre la partie avec un rapport d'abondance constant et celle avec une diminution du même rapport (visible pour le Si, le Ca et de manière moins évidente pour le Mg), est interprété comme la signature de l'enrichissement du gaz interstellaire par les supernovae du type Ia, à partir duquel les étoiles tardives du disque épais se sont formées (Feltzing et al. 2003).

Dans notre étude nous avons entrepris de quantifier cet enrichissement pour les éléments α et l'aluminium qui a un comportement similaire. Nous avons déjà noté que l'enrichissement les plus importants sont obtenus pour le Mg et l'Al. Pour les autres éléments α : le Si, le Ca et le Ti l'enrichissement est plus faible et leur dispersion dans le disque épais l'est également. Pour comparer les abondances nous avons dans un premier temps modélisé les pentes des deux disques avec une fonction linéaire dans l'intervalle de métallicité $-0.80 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.30$. Les différents rapports d'abondances testés sont : $[\alpha/\text{Fe}]$ ($0.25([\text{Mg}/\text{Fe}] + [\text{Si}/\text{Fe}] + [\text{Ca}/\text{Fe}] + [\text{Ti}/\text{Fe}])$), $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ et $[(\text{Mg} + \text{Al})/\text{Fe}]$ ($0.50([\text{Mg}/\text{Fe}] + [\text{Al}/\text{Fe}])$). Les relations obtenues sont les suivantes :

Pour le disque mince :

$$\begin{aligned} [\alpha/\text{Fe}] &= -0.29[\text{Fe}/\text{H}] - 0.029, \sigma = 0.052 \text{ dex} \\ [\text{Mg}/\text{Fe}] &= -0.37[\text{Fe}/\text{H}] - 0.040, \sigma = 0.067 \text{ dex} \\ [(\text{Mg} + \text{Al})/\text{Fe}] &= -0.29[\text{Fe}/\text{H}] - 0.021, \sigma = 0.061 \text{ dex} \end{aligned}$$

Pour le disque épais :

$$\begin{aligned} [\alpha/\text{Fe}] &= -0.30[\text{Fe}/\text{H}] + 0.071, \sigma = 0.069 \text{ dex} \\ [\text{Mg}/\text{Fe}] &= -0.41[\text{Fe}/\text{H}] + 0.097, \sigma = 0.092 \text{ dex} \\ [(\text{Mg} + \text{Al})/\text{Fe}] &= -0.30[\text{Fe}/\text{H}] + 0.128, \sigma = 0.095 \text{ dex} \end{aligned}$$

Les écarts (Δ) entre le disque épais et le disque mince sont :

$$\begin{aligned} [\alpha/\text{Fe}] : \Delta &= 1.16\sigma_T \quad (\Delta = 0.100 \text{ dex}, \sigma_T = 0.086 \text{ dex}) \\ [\text{Mg}/\text{Fe}] : \Delta &= 1.20\sigma_T \quad (\Delta = 0.137 \text{ dex}, \sigma_T = 0.114 \text{ dex}) \\ [(\text{Mg} + \text{Al})/\text{Fe}] : \Delta &= 1.31\sigma_T \quad (\Delta = 0.148 \text{ dex}, \sigma_T = 0.113 \text{ dex}) \end{aligned}$$

avec σ_T la dispersion totale.

L'écart le plus important est obtenu pour le rapport $[(\text{Mg} + \text{Al})/\text{Fe}]$. L'association de ces deux éléments est le meilleur compromis pour différencier les deux populations.

Concernant le dernier élément α , l'oxygène, il a déjà été noté que les trois populations d'étoiles étaient mélangées. Dans le disque épais on remarque un saut dans le rapport $[\text{O}/\text{Fe}]$ à $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$ (la majorité de ces étoiles proviennent de G03). Dans cet intervalle de métallicité la dispersion est grande et reflète les incertitudes qui affectent la détermination de l'abondance en O comparée aux autres éléments. Un "coude" est observable à $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -0.5$, au delà la pente est très raide et se poursuit jusqu'à métallicité "super solaire". Ceci suggère une faible contribution des SN Ia dans l'enrichissement du milieu interstellaire en oxygène en comparaison avec les SN II.

Si l'on regarde les étoiles du courant d'Hercule, elles occupent un large intervalle de métallicité avec des rapports d'abondances similaires à ceux du disque mince. Les dispersions sont grandes mais cela est dû au faible nombre d'étoiles disponibles. Ces résultats sont en bon accord avec l'hypothèse dynamique décrite par Famaey et al. (2004). En effet une perturbation due à la rotation de la barre Galactique est supposée affecter essentiellement les étoiles du disque mince.

2.5.1 Relations âge-métallicité

Si l'on regarde la distribution de l'âge des étoiles de chaque groupe en fonction de la métallicité. (figure 2.11 et 2.12) il apparaît clairement que le disque épais est plus âgé que le disque mince. Les étoiles du disque épais ont un âge allant de 7 Ga à 13 Ga avec une moyenne de 9.3 ± 0.3 Ga (la médiane est à 9.5 Ga). Concernant les étoiles du disque mince la dispersion est élevée et certaines étoiles ont un âge supérieur à 10 Ga (HD 127334 et HD 190248, qui ont une métallicité "super solaire", apparaissent à part).

Si l'on regarde plus particulièrement la figure 2.12 on observe pour le disque mince une décroissance de l'âge en fonction de la métallicité, on dit qu'il y a une relation âge-métallicité, AMR. Cette AMR s'observe jusqu'à métallicité solaire; le dernier intervalle de métallicité est plus particulier car il y a peu d'étoiles et la dispersion est très élevée. Cela est dû à la présence d'une étoile avec un âge très élevé).

La différence entre l'âge des étoiles à faible métallicité et celui à métallicité solaire est égale à 2.3 Ga.

Pour le disque épais il est plus difficile de dire s'il y a une AMR. Seulement 29 étoiles ont une détermination de leur âge. De plus il y a une seule étoile à métallicité "super solaire" ($[\text{Fe}/\text{H}] = +0.19$) avec un âge élevé (11.8 Ga). Si cette étoile n'est pas réellement une étoile du disque épais alors on observerait bien une AMR dans le disque épais comme cela a déjà été suggéré par Bensby et al. (2004b). Cependant leur étude s'arrête à $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ et si l'on regarde la figure 2.12 on a bien une AMR jusqu'à métallicité solaire.

La présence d'étoiles avec une haute métallicité et une cinématique élevée sera discutée dans la prochaine sous-section 2.5.2. Bensby et al. (2004b) ont estimé que la formation d'étoiles était active dans le disque épais sur une période de 5 Ga tandis que nos résultats

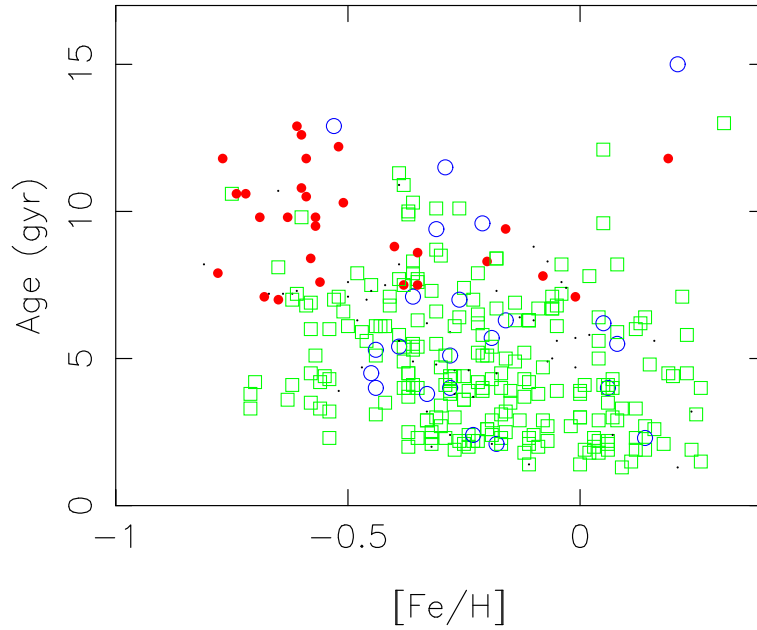


FIG. 2.11 – L'âge en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour les étoiles avec un âge bien déterminé. Les symboles pour le disque mince, le disque épais et le courant d'Hercule sont les mêmes que pour la figure 2.9.

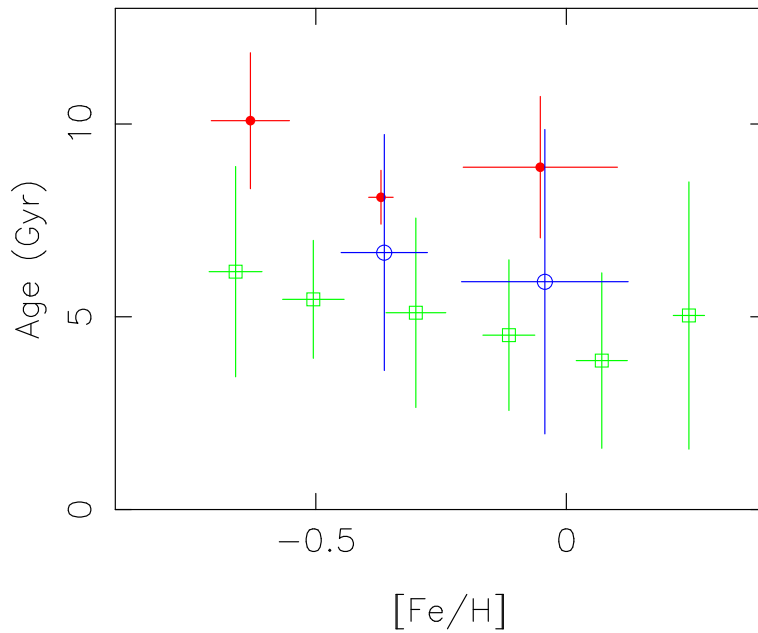


FIG. 2.12 – L'âge moyen en fonction de chaque intervalle en $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour les étoiles avec un âge bien déterminé. Les symboles pour le disque mince, le disque épais et le courant d'Hercule sont les mêmes que pour la figure 2.9.

réduisent cette période à 2-3 Ga.

Les résultats obtenus pour les disques mince et épais sont compatibles avec un scénario selon lequel il y a eu une "pause" dans la formation d'étoiles entre la fin de la formation

du disque épais et le début de celle du disque mince.

Dans l'intervalle de métallicité, $-0.80 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.30$, l'âge moyen des deux populations diffère de 4 Ga et les écart-types observés rendent cette différence significative. C'est sur ce dernier point que la comparaison avec le courant d'Hercule prend son sens. Dans la figure 2.11 on trouve des étoiles de tous les âges. Cela a pour conséquence une grande dispersion observée dans la figure 2.12 contrairement aux deux disques qui ont des dispersions plus faibles. La dispersion de l'âge dans chaque intervalle est le résultat de la convolvement de la diffusion cosmique et des erreurs de mesures des âges. La médiane des erreurs est estimée à 2.7 Ga. Ainsi la grande dispersion observée pour le courant d'Hercule est un argument de plus en faveur de l'hypothèse de son origine dynamique proposée par Famaey et al. (2004).

2.5.2 Recherche d'un gradient vertical

L'existence ou non d'un gradient vertical en métallicité dans le disque épais a des conséquences importantes dans le choix du scénario de sa formation.

Nous avons représenté dans la figure 2.13 la relation entre l'échelle maximale de hauteur

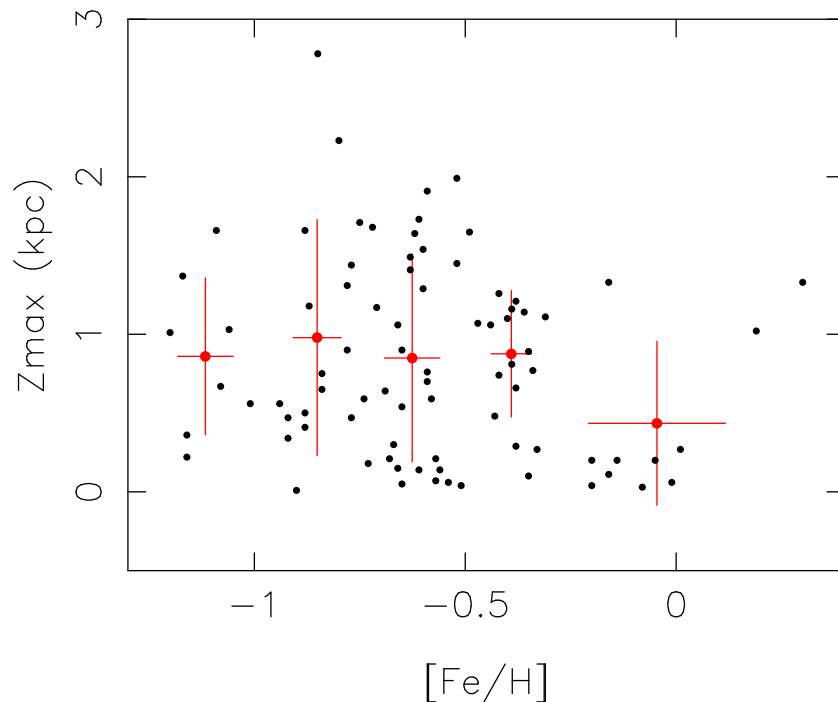


FIG. 2.13 – La distance maximale, Z_{max} , atteinte par l'orbite de chaque étoile du disque épais par intervalle de métallicité

Z_{max} que peut atteindre l'orbite de chaque étoile du disque épais en fonction de la métallicité. Comme précédemment mentionné par Soubiran et al. (2003) et M04, une transition apparaît à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$. Les étoiles ayant une métallicité plus faible, la distribution de Z_{max} est plate. Cela indique qu'il n'y a pas de gradient vertical dans le disque épais.

Dans la sous-section précédente nous avons posé la question de savoir si les étoiles à forte

métallicité font réellement partie du disque épais?

Cette question est importante car elle permettrait de clarifier la présence ou non d'une AMR et l'étendue de la distribution de métallicité du disque épais. Dans la figure 2.13 on distingue 2 groupes d'étoiles à $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.3$. Le premier concerne 8 étoiles avec un $Z_{\text{max}} < 300$ pc et le second, 2 étoiles avec un $Z_{\text{max}} > 1$ kpc.

Les 8 étoiles du premier groupe proviennent de plusieurs auteurs: A04, B03, M04 et de R03 et de ce fait il y a peu de chance que leur distribution, qui est plate, soit due à un effet de sélection particulier.

Ce raisonnement est aussi valable pour les 3 étoiles du deuxième groupe qui ont également été étudiée par plusieurs auteurs: HD 003628 par B03, F00 et G03; HD 145148 par B03 et HD 190360 par B03 et M04.

La combinaison des 11 références ne permet pas d'avoir des étoiles avec $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.3$ et $300 \text{ pc} < Z_{\text{max}} < 1$ kpc. Peut-être qu'il n'y a pas d'étoiles du disque épais entre ces deux intervalles mais cela doit être clarifié. Si l'on regarde les autres caractéristiques de ces 2 groupes d'étoiles à $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.3$, elles diffèrent aussi des autres étoiles du disque épais: en plus de leur distribution verticale inhomogène, leurs abondances en éléments α sont similaires à celles du disque mince et ne suivent pas l'AMR dans le disque épais. Ce sont probablement des étoiles appartenant au vieux disque mince avec une cinématique proche de disque épais.

Pour mieux comprendre leur nature il faudrait constituer un échantillon plus complet.

2.6 Conclusion

Pour conclure il convient de résumer les points clés de cette étude. Un grand échantillon d'étoiles du type FGK, avec des paramètres stellaires de qualités, a été constitué dans le but d'étudier les propriétés de différentes composantes du disque Galactique. Ceci dans l'intervalle de métallicité $-1.30 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.50$. Cet échantillon contient 743 étoiles avec des paramètres stellaires (T_{eff} , $\log g$) et des abondances détaillées, dont 639 ont des paramètres cinématiques et orbitaux précis. Enfin 322 étoiles ont en plus une estimation de leur âge.

Le catalogue complet final est disponible sous forme électronique au CDS, à Strasbourg³. Cet ensemble d'étoiles a permis d'analyser les distributions de métallicité, des rapports d'abondances, des âges de trois groupes cinématiques avec des ellipsoïdes de vitesse bien définies. Ces trois groupes ont été sélectionnés à partir de leurs vitesses (U , V , W). Ainsi, 428 étoiles sont associées au disque mince, 84 au disque épais et 44 au courant d'Hercule.

Nos résultats confirment des faits déjà établis :

- Le disque mince et le disque épais ont une distribution de métallicité qui se chevauche et montrent des pentes parallèles pour $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ dans l'intervalle $-0.80 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.30$. De plus le disque épais est plus enrichi en éléments α .
- Le disque épais est plus vieux que le disque mince.

3. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J/A+A/438/139>

Ainsi que de nouvelles contraintes sur des faits plus controversés :

- Le disque mince s’étend jusqu’à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.80$ avec une dispersion faible des abondances par intervalle en $[\text{Fe}/\text{H}]$.
- Les abondances dans le disque épais ont aussi une allure avec peu de dispersion. Un changement de pente est bien observé à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.70$ pour $[\text{Si}/\text{Fe}]$ et $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ et de façon moins nette pour $[\text{Mg}/\text{Fe}]$. Ce changement reflète les différentes contributions des supernovae dans l’enrichissement du milieu interstellaire.
- Une AMR est mise en évidence dans le disque mince ; les étoiles les plus pauvres en métallicité ont un âge moyen de 6.2 Ga tandis que celles à métallicité “super solaire” ont un âge moyen de 3.9 Ga.
- Les âges dans le disque épais sont compris entre 7 Ga et 13 Ga avec une moyenne de 9.6 ± 0.3 Ga. Il y a une AMR qui s’étend sur 2-3 Ga jusqu’à métallicité solaire. Au delà l’appartenance des étoiles à métallicité “super solaire” au disque épais doit faire l’objet d’une étude approfondie.
- Il n’y a pas de mise en évidence d’un gradient vertical de métallicité dans le disque épais.
- Le rapport $[\text{O}/\text{Fe}]$ diminue sur l’ensemble des intervalles de métallicité avec cependant un changement de pente à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.50$.
- Les rapports [éléments/Fe] dans le disque mince sont plus élevés pour les étoiles à métallicité “super solaire” que celles à plus faible métallicité. Cela plus particulièrement pour le Ni et le Na mais pas pour $[\text{O}/\text{Fe}]$ qui poursuit sa décroissance jusqu’à métallicité “super solaire”. Ces étoiles ont une dispersion des âges importante (dont deux sont étonnamment très âgées). La moitié d’entre elles sont probablement membres du super amas des Hyades-Pleiades.

Et finalement de nouveaux faits observationnels :

- La pente de $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ dans l’intervalle $-0.80 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.30$ a été estimée pour les deux disques. L’enrichissement des éléments α dans le disque épais par rapport au disque mince a été quantifié et a une valeur de +0.10 dex. Le rapport $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ s’avère plus efficace que $[\alpha/\text{Fe}]$ pour séparer les deux disques, l’écart est de +0.14 dex et si on le combine avec l’aluminium cet écart atteint +0.15 dex avec une plus faible dispersion.
- La différence de l’âge entre le disque mince et le disque épais a été quantifiée : 4 Ga. Cela suggère une “pause” dans la formation d’étoiles entre la formation des deux disques.
- Les étoiles du courant d’Hercule couvrent tous les intervalles de métallicité et des âges. Les propriétés chimiques observées sont similaires à celles du disque mince. Cela argumente en faveur de l’hypothèse de son origine dynamique due à l’influence de la rotation de la barre centrale de la Galaxie.
- Les étoiles à métallicité “super solaire” appartenant au disque épais n’ont pas les

mêmes caractéristiques que les autres étoiles du même groupe. Leur nature doit être précisée avec un échantillon plus complet.

En comparant nos résultats obtenus avec les différents modèles de formation et d'évolution du disque mince et du disque épais, il est à ce jour encore impossible de dire avec exactitude lequel est le plus approprié. Cependant il est certain que les interactions entre le disque mince avec des galaxies satellites ou avec des structures riches en gaz ont joué un rôle majeur dans la formation du disque épais.

Pour aller encore plus loin dans l'étude des propriétés chimiques des composantes cinématiques de la Voie lactée, il faudrait constituer un échantillon plus complet, couvrant un intervalle de métallicité plus grand et des échelles de hauteur Z_{\max} plus importantes. Cela nécessite d'analyser de grands volumes de données spectroscopiques et par conséquent de mettre au point des méthodes automatiques pour déterminer les paramètres stellaires des étoiles.

Cela fait l'objet des prochains chapitres.

PUBLICATION

A&A 438, 139–151 (2005)
DOI: 10.1051/0004-6361:20042390
© ESO 2005

**Astronomy
&
Astrophysics**

Abundance trends in kinematical groups of the Milky Way's disk^{*}

C. Soubiran and P. Girard

Observatoire de Bordeaux, BP 89, 33270 Floirac, France
e-mail: soubiran@obs.u-bordeaux1.fr

Received 18 November 2004 / Accepted 19 March 2005

Abstract. We have compiled a large catalogue of metallicities and abundance ratios from the literature in order to investigate abundance trends of several alpha and iron peak elements in the thin disk and the thick disk of the Galaxy. The catalogue includes 743 stars with abundances of Fe, O, Mg, Ca, Ti, Si, Na, Ni and Al in the metallicity range $-1.30 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.50$. We have checked that systematic differences between abundances measured in the different studies were lower than random errors before combining them. Accurate distances and proper motions from Hipparcos and radial velocities from several sources have been retrieved for 639 stars and their velocities (U , V , W) and galactic orbits have been computed. Ages of 322 stars have been estimated with a Bayesian method of isochrone fitting. Two samples kinematically representative of the thin and thick disks have been selected, taking into account the Hercules stream which is intermediate in kinematics, but with a probable dynamical origin. Our results show that the two disks are chemically well separated, they overlap greatly in metallicity and both show parallel decreasing alpha elements with increasing metallicity, in the interval $-0.80 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.30$. The Mg enhancement with respect to Fe of the thick disk is measured to be 0.14 dex. An even larger enhancement is observed for Al. The thick disk is clearly older than the thin disk with tentative evidence of an AMR over 2–3 Gyr and a hiatus in star formation before the formation of the thin disk. We do not observe a vertical gradient in the metallicity of the thick disk. The Hercules stream has properties similar to that of the thin disk, with a wider range of metallicity. Metal-rich stars assigned to the thick disk and super-metal-rich stars assigned to the thin disk appear as outliers in all their properties.

Key words. stars: abundances – stars: kinematics – Galaxy: disk – Galaxy: abundances – Galaxy: kinematics and dynamics – catalogs

1. Introduction

It is now well accepted that the stellar disk of our Galaxy is made up of at least two components: the thin disk and the thick disk. The properties and origin of the thick disk are still matter of debate and require more investigation. In the solar neighbourhood, the observed distribution of stellar velocities is well approximated by the sum of two distinct velocity ellipsoids suggesting that the thin disk and the thick disk are discrete populations. In the last decade a number of studies have demonstrated that they also have distinct chemical distributions (Gratton et al. 1996; Fuhrmann 1998; Bensby et al. 2003; Mishenina et al. 2004, for instance). Unfortunately, on the one hand, the statistics involving abundance ratios in the thick disk are rather poor, on the other hand, all these studies have not used the same criteria to define the thin disk and the thick disk populations. This paper is devoted to collecting the most chemical and kinematical data of high quality available in the literature and to investigate the chemical properties of the thin and thick disks identified by the simplest and most robust

criterion, their velocity ellipsoids. Our aim is also to find the stellar parameters that allow the best separation of the thick disk and the thin disk for future investigations.

In order to study the properties of the thin disk and the thick disk separately, it is necessary to clearly identify the stars of each population. In practice, this is not obvious because their distributions overlap. The kinematical information is often used as a robust criterion for nearby stars but the deconvolution of velocity distributions is made complex by the fact that moving groups, superclusters and dynamical streams may exist and translate into inhomogeneities in the velocity ellipsoids. This problem has been recently revisited by Famaey et al. (2004) who identified several kinematical subgroups in a local sample of giants, representative of the solar neighbourhood. Among them, the Hercules stream is crucial because its motion, which is believed to have a dynamical origin, can be confused with that of the thick disk. Famaey et al. (2004) have estimated that 6.5% of their sample belongs to this stream. If the hypothesis of a dynamical origin is correct, then the Hercules stream must be made of a mixture of stars of any population but mainly thin disk stars since they are more numerous. We believe that most of the previous studies of the thick disk may have included Hercules stars which may have perturbed the results. In this study we have carefully identified such stars.

^{*} The catalogue of stellar parameters and abundances is only available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via <http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/438/139>

We have focused on the following key points: (1) the compilation of all the useful stellar parameters with only very accurate measurements; (2) the compilation of a large sample of disk stars with a significant fraction of thick disk stars; (3) the identification of pure thin disk and thick disk stars with a well-defined robust criterion. The stellar parameters useful for population studies and used in this paper are the velocities (distances, proper motions, radial velocities), metallicities ($[Fe/H]$), abundance ratios and ages. The accuracy is guaranteed by selecting only stars within 100 pc of the Sun (with a relative error of the Hipparcos parallax lower than 10%) and recently submitted to detailed abundance studies from high resolution, high signal-to-noise spectra. In recent years, several groups have produced studies of elemental abundances involving a few dozen to hundreds of stars spanning a wide range of metallicity. We have combined them in order to build a large catalogue of stars with known elemental abundances. The kinematical classification of stars into the thin and thick disks is the most robust because it is not model-dependent and the kinematical properties of the two populations are well known. Moreover the combination of Hipparcos astrometric measurements and radial velocities from echelle spectrographs makes the 3D velocities of nearby stars very accurate. We have assigned stars to the thin disk, the thick disk and the Hercules stream on the basis of their (U , V , W) velocity by computing their probability of belonging to the corresponding velocity ellipsoid.

We describe in Sect. 2.1 the construction of a large catalogue of elemental abundances from published data. Before combining the data we have analysed the agreement of abundances between authors. The distribution of abundances versus metallicity of the whole sample is shown. Section 3 describes the age determination and the kinematical data which was used to compute (U , V , W) velocities and orbits. The kinematical classification performed to select three subsamples of stars representative of the thin disk, the thick disk and the Hercules stream is described in Sect. 4. In Sect. 5 we report our findings on the chemical properties of the three subsamples. Finally we discuss the age distributions, the lack of a vertical gradient in the thick disk and the case of several metal-rich outliers in Sect. 6.

2. The abundance catalogue

2.1. Construction of the catalogue

In order to build a large sample of elemental abundances, we have compiled several studies from the literature presenting determinations of O, Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, Fe, Ni abundances. We have chosen in the literature the eleven most significant papers which present large lists of stars (Table 1).

Because all authors of spectral analyses do not use the same scales and methods, systematics may exist between their results which cannot be combined without a careful analysis and eventually some kind of homogenisation. As most of the eleven studies have stars in common, we were able to measure their agreement. We have observed that disagreements were more frequent in the metal-poor regime, and because we were

Table 1. List of datasets included in the catalogue with the number of stars in the chosen range of atmospheric parameters (see text) and the method used for the T_{eff} determination (ldr = line depth ratios): A04 = Allende Prieto et al. (2004), B03 = Bensby et al. (2003), B04a = Bensby et al. (2004a), C00 = Chen et al. (2000), E93 = Edvardsson et al. (1993), F00 = Fulbright (2000), G03 = Gratton et al. (2003), M04 = Mishenina et al. (2004), N97 = Nissen & Schuster (1997), P00 = Prochaska et al. (2000), R03 = Reddy et al. (2003).

Reference	N	Elements	T_{eff} determination
A04	104	Fe, Si, Ca, Mg, Ti, O, Ni	$b-y$, $B-V$
B03	66	Fe, Si, Ca, Mg, Ti, Na, Al, Ni	FeI
B04a	66	O	FeI
C00	90	Fe, Si, Ca, Mg, Ti, O, Na, Al, Ni	$b-y$
E93	188	Fe, Si, Ca, Mg, Ti, O, Na, Al, Ni	$b-y$
F00	100	Fe, Si, Ca, Mg, Ti, Na, Al, Ni	$V-K$, $B-V$, $b-y$
G03	116	Fe, Si, Ca, Mg, Ti, O, Na, Ni	$B-V$, $b-y$
M04	174	Fe, Si, Mg, Ni	H_{α} , ldr
N97	29	Fe, Si, Ca, Mg, Ti, O	FeI
P00	10	Fe, Si, Ca, Mg, Ti, O, Na, Al, Ni	FeI
R03	181	Fe, Si, Ca, Mg, Ti, Na, Al, Ni	$b-y$

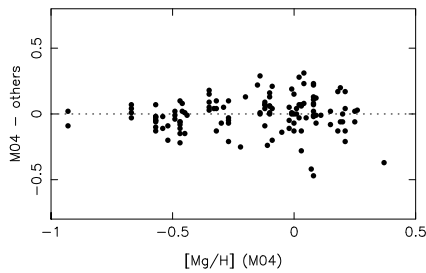
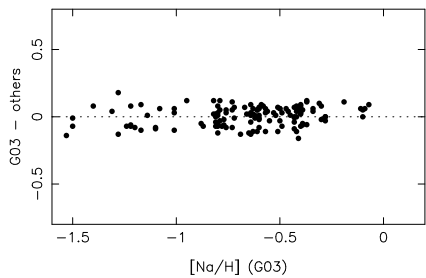
interested in studying the disk population and specially the interface between the thin disk and the thick disk, we have eliminated all stars with $[Fe/H] < -1.3$. A larger dispersion observed among cold stars convinced us to build our sample with stars hotter than 4500 K. The number of stars of the eleven studies which fall within these limits is given in Table 1.

The effective temperature is the most critical parameter in spectroscopic analyses and different methods for its determination may lead to inhomogeneous scales. A systematic difference in temperature translates into a systematic difference in metallicity thus in abundances relative to iron. The eleven studies considered for the catalogue have indeed used various methods, listed in Table 1. Our first concern before combining abundances from different authors was to quantify the agreement of their temperature scales. We have used as reference temperatures the determinations by Alonso et al. (1996), Blackwell & Lynas-Gray (1998) and di Benedetto (1998), which are known to be in good agreement in the FGK regime. For each paper we have inspected the agreement of the temperature scale with the reference one. Table 2 gives the mean differences and dispersions obtained. The dispersions are reasonable, ranging from 68 K to 109 K, typical of the accuracy of 50–100 K generally quoted in spectral analyses. The largest offsets are observed for N97 and P00, however they correspond to the samples with the poorest statistics. For the other studies, the offset is lower than 75 K. Such a difference is not expected to strongly affect the abundances. According to M04, a difference of 100 K in T_{eff} translates into a difference of 0.07 dex in $[Fe/H]$ and a lower value for other elements.

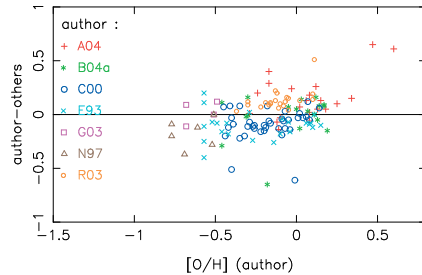
Most of the determinations of elemental abundances considered here are based on LTE spectral analyses. Two exceptions concern Na by G03 and Mg by M04. Rigorously, LTE and NLTE abundances should not be combined because they rely on different physics and may lead to systematic offsets depending on the spectral lines considered and the parameter

Table 2. Statistics of the T_{eff} comparison to Alonso et al. (1996), Blackwell & Lynas-Gray (1998) and di Benedetto (1998).

Ref.	ΔT_{eff} (K)	$\sigma_{T_{\text{eff}}}$ (K)	N
A04	16	76	43
B03	-71	72	14
C00	21	109	18
E93	-59	68	59
F00	51	85	44
G03	-15	68	42
M04	-37	77	55
N97	-90	75	8
P00	89	68	3
R03	23	68	11
All	-13	88	302

**Fig. 1.** Comparison of $[\text{Mg}/\text{H}]$ computed under NLTE approximation by M04 and LTE $[\text{Mg}/\text{H}]$ computed by the other authors. No systematic trend can be observed. The mean difference is null, the dispersion 0.13 dex for 126 stars in common.**Fig. 2.** Comparison of $[\text{Na}/\text{H}]$ computed under NLTE approximation by G03 and LTE $[\text{Na}/\text{H}]$ computed by the other authors. No systematic trend can be observed. The mean difference is null, the dispersion 0.07 dex for 130 stars in common.

range of the stars. We have looked for such inconsistencies by comparing NLTE $[\text{Mg}/\text{H}]$ by M04 and NLTE $[\text{Na}/\text{H}]$ by G03 to their LTE counterparts by the other authors for stars in common (Figs. 1 and 2). The plots do not reveal systematic effects. For Mg, the mean difference is null with a dispersion of 0.13 dex for 126 stars in common. For Na, the mean difference is also null with a dispersion of 0.07 dex for 130 stars in common. The lack of an offset between these abundances led us to keep Na

**Fig. 3.** Differences between $[\text{O}/\text{H}]$ on the LTE 6300 Å scale derived by authors having stars in common.

and Mg NLTE determinations in the catalogue in order to enlarge our sample.

The case of oxygen is more complex. Oxygen abundances can be determined either from the forbidden $[\text{OI}]$ lines at 6300 Å and 6363 Å or from the IR triplet OI lines at 7774 Å. The lines at 7774 Å are strong and clean but affected by NLTE effects, whereas lines at 6300 Å and 6363 Å are weak and blended but unaffected by NLTE effects. According to the IAU recommendations, the 6300 Å lines are the best indicators. We have thus selected in the considered papers only oxygen abundances on the LTE 6300 Å scale, obtained either directly or with a correction. E93 have calibrated a correction to pass from the LTE oxygen abundances derived with the 7774 Å line to those derived with the 6300 Å line. C00 have used this transformation, and we have also used it to correct the LTE 7774 Å determinations by N97 and P00. A04 and B04a directly used the 6300 Å lines. G03 provided LTE 6300 Å abundances for 22 stars and NLTE 7774 Å determinations for 68 stars. We only kept the 22 LTE ones. Figure 3 shows the typical dispersion that affects oxygen abundances determined by different authors, even if they are on the same scale. The standard deviation of the plotted distribution is 0.19 dex (132 values, 0.14 dex when outliers are removed). There are 3 outliers: HD 172051 with $[\text{O}/\text{H}] = +0.47$ (A04) and $[\text{O}/\text{H}] = -0.18$ (B04a), HD 109303 with $[\text{O}/\text{H}] = +0.11$ (R03) and $[\text{O}/\text{H}] = -0.40$ (C00), HD 210027 with $[\text{O}/\text{H}] = +0.60$ (A04) and $[\text{O}/\text{H}] = -0.01$ (C00). A04 determinations are systematically higher than the others by 0.11 dex and several stars have unexpectedly high values of $[\text{O}/\text{H}]$ (HD 157214 and HD 144579 for instance). Considering that the total dispersion of differences between authors decreases to 0.13 dex (85 values) without A04, we have not considered the oxygen abundances by A04 in the final catalogue. It is beyond the scope of this paper to analyse why A04 does not seem to be on the same $[\text{O}/\text{H}]$ scale as the other authors.

We have continued our verification by comparing $[\text{Fe}/\text{H}]$ and abundance ratios of the different studies having at least 10 stars in common. We have observed the largest systematic differences, ranging from 0.08 to 0.10 dex, for $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ and $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ (A04 vs. E93), and for $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ (A04 vs. C00). The median offset between the studies that could be compared is 0.02. The largest dispersions concern E93 vs. C00 for $[\text{Ti}/\text{Fe}]$ and $[\text{Al}/\text{Fe}]$ (0.10 dex), and M04 vs. A04 for $[\text{Fe}/\text{H}]$ (0.11 dex).

Table 3. For each element, number of stars with a determination of abundance.

Fe	O	Na	Mg	Al	Si	Ca	Ti	Ni
743	415	568	725	509	743	641	630	739

The median dispersion is 0.045 dex (a 3σ rejection of a few outliers was performed to compute these statistics). These values are reasonable, considering realistic error bars 0.10 dex on $[\text{Fe}/\text{H}]$ and 0.06 dex on abundance ratios. We have thus constructed our catalogue of abundances by combining the results of the eleven selected papers, adopting a simple average when several determinations were available for a given star. The final catalogue consists of 743 stars, only available in electronic form at the CDS, Strasbourg. Table 3 gives the number of stars available per element.

2.2. Abundance trends in the whole sample

For each element X, Fig. 4 represents the distribution of the sample in the plane $[\text{X}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$.

As expected, α elements (Mg, Si, Ti and Ca) show a similar behaviour with a decreasing trend as metallicity increases, the distribution being flat at solar metallicity. There are however some differences between these elements: Mg presents a higher dispersion at low metallicity, contrary to Ca which decreases more regularly. Oxygen, which is also an α element continues to decrease in the metal rich regime and exhibits a large spread. The large dispersion of $[\text{O}/\text{Fe}]$ might be cosmic, but also due to measurement errors and inhomogeneities in the studies which were combined.

Interestingly, it seems that Al has the same behaviour as α elements, a similarity which has already been reported by E93 and B03. The two main features concerning Na are a change of dispersion at $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.70$, the metal-rich part showing a very low dispersion, and a rise at super-solar metallicities. The remarkable low dispersion of $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ in the whole range of metallicity, measured to be 0.04 dex implies (1) that the different studies of our compilation are in excellent agreement for this element; (2) that the cosmic scatter is very low. As an iron peak element, Ni follows very well the metallicity. Most elements, except oxygen, show a rise of enhancement with respect to iron at $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$. Oxygen is the only element which is depleted in the metal rich regime. According to current models of chemical evolution of the Galaxy, α elements like O and Mg have the same source of production, hence should have the same trends. This is not observed in the metal rich regime but an interpretation of this falls outside the scope of this paper.

The Sun appears to be slightly deficient in all elements compared to stars with similar metallicity. The peculiarity of the solar abundance ratios was previously noticed by A04 and E93 with a tentative explanation related to its greater age.

3. Velocities, orbits and ages

In order to compute accurate velocities (U , V , W) we first cross-correlated the abundance catalogue with Hipparcos

(ESA 1997), selecting stars with $\pi > 10$ mas and $\frac{\sigma_\pi}{\pi} < 0.10$. Then we searched for radial velocities in the following sources: Prugniel & Soubiran (2001), Nidever et al. (2002), Nordström et al. (2004), Gratton et al. (2003), Barbier-Bossat et al. (2000). Positions, distances, proper motions and radial velocities have been combined to compute the 3 components (U , V , W) of the spatial velocities with respect to the Sun. For most stars the uncertainty on the components of the spatial velocity is lower than 1 km s^{-1} .

We were tempted to adopt the ages derived by Nordström et al. (2004) for 447 stars that we have in common with this catalogue. However their isochrone ages have been computed with photometric metallicities, of much lower accuracy than the spectroscopic ones that are available for our stars. Instead the derivation of ages was very kindly done for us by Frédéric Pont making use of the Bayesian method of Pont & Eyer (2004) together with the high quality data (Hipparcos luminosities and spectroscopic temperatures and metallicities) that we have compiled and the theoretical isochrones from Padova (Girardi et al. 2000). Unfortunately the current version of the software does not use α -enhanced isochrones. On average the α -enhancement of the most metal-poor stars of our sample is $[\alpha/\text{Fe}] = +0.3$. Bensby et al. (2004b) have shown how α -enhancement changes isochrone ages. In their example at $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.70$ (see their Fig. 3), the shift between the isochrones at $[\alpha/\text{Fe}] = +0.3$ and $[\alpha/\text{Fe}] = 0.0$ may reach 5 Gyr in the evolved parts. Ages may be overestimated when the α -enhancement is not taken into account. However it can be noticed in their Fig. 3 that the difference between enhanced and non-enhanced isochrones is equivalent at the first order to a temperature shift. As explained in Pont & Eyer (2004), the temperature match between observations and models is one of the key points of the method. The temperature shift that is performed to make the model match the observations at a given metallicity also corrects the effects due to the neglected $[\alpha/\text{Fe}]$ ratio. With the Bayesian method the most probable age is estimated together with a probability distribution function which was used to define a subsample of well-defined ages. Ages have been computed for all stars, but then we eliminated those corresponding to stars showing a wide or asymmetrical age probability distribution function, or with a position in the HR diagram far from the isochrones of same metallicity. With those restrictions we have good estimations of ages for 322 stars.

The orbital parameters have been computed by integrating the equations of motion in the galactic model of Allen & Santillan (1993). When available we have adopted the age of the star as the integration time, otherwise a default value of 5 Gyr was adopted. The adopted velocity of the Sun with respect to the LSR is (9.7, 5.2, 6.7) km s^{-1} (Bienaymé 1999, U positive towards the galactic center), the solar galactocentric distance $R_\odot = 8.5$ kpc and circular velocity $V_{\text{lsr}} = 220 \text{ km s}^{-1}$. In order to focus on the populations of the disk, we have eliminated from the sample several stars with halo kinematics. The final sample with abundances, velocities and orbits includes 639 stars.

Figures 5 and 6 present the dispersion of the vertical velocities W and the eccentricities of the orbits in several bins

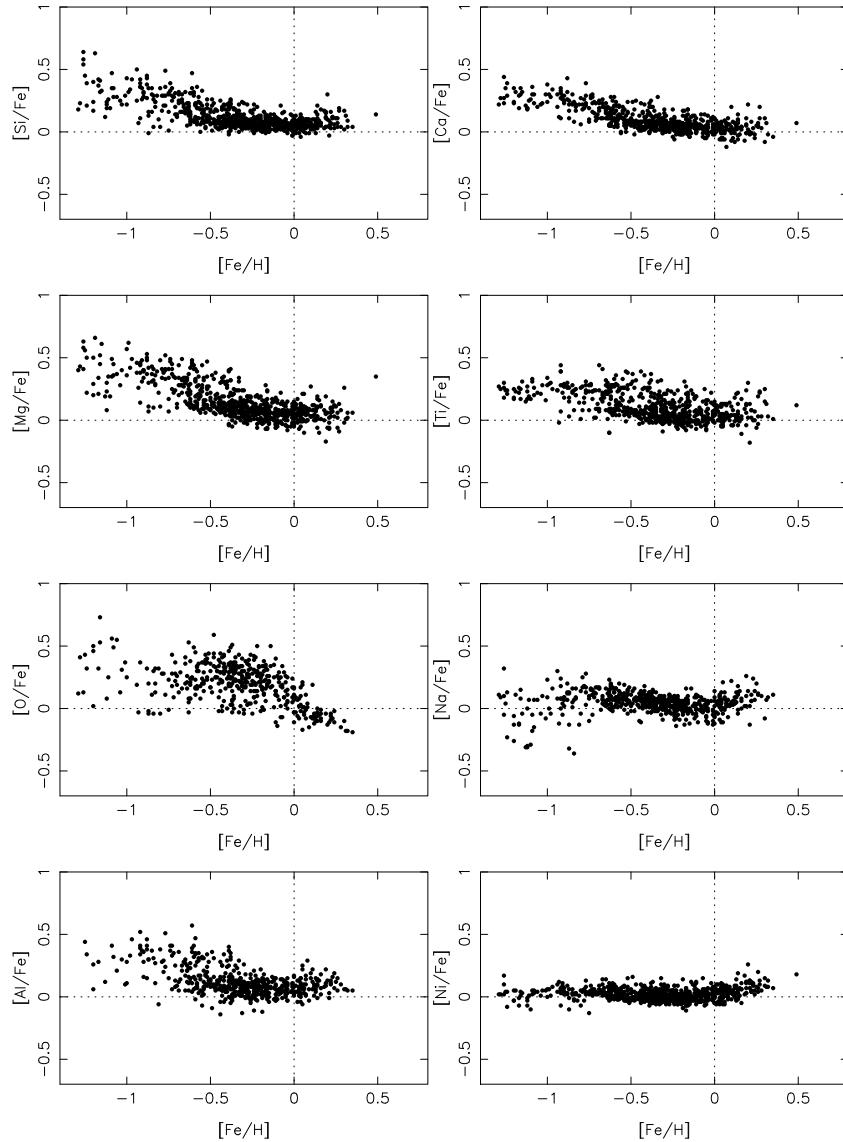


Fig. 4. $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$.

of metallicity. Three regimes can be distinguished. The three bins of highest metallicity show a nearly flat distribution with $\sigma_W \approx 15 \text{ km s}^{-1}$ and $ecc \approx 0.09$ showing that this metallicity interval is dominated by the thin disk. Interestingly the bin at $[Fe/H] = +0.26$ has $\sigma_W = 20 \text{ km s}^{-1}$ suggesting that there are super metal rich stars with hotter vertical kinematics. The increase of σ_W and ecc as metallicity decreases in the next three bins reflects the mixture of the thin disk and the thick disk, with a growing number of thick disk stars. The last two bins of lowest metallicity saturate at $\sigma_W \approx 45 \text{ km s}^{-1}$ and $ecc \approx 0.45$. A smooth AMR is visible in Fig. 7. Several old super

metal-rich stars are responsible of the jump and large dispersion in the last bin of metallicity. The same stars also have hot vertical kinematics.

4. Kinematical classification

In order to investigate the abundance trends in the thin disk and the thick disk separately, we have classified the stars into these populations, using the kinematical information. We have performed such a deconvolution in previous studies (Soubiran et al. 2003; and M04) where we have noticed that metal rich

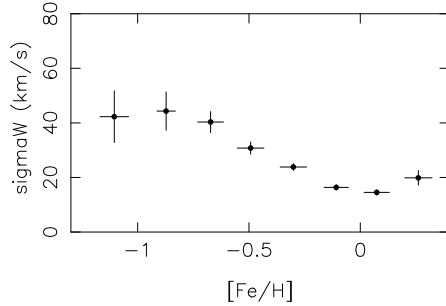


Fig. 5. σ_w vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ of the whole sample in several bins of metallicity. Error bars correspond to the standard error for σ_w ($\sigma_w/\sqrt{2N}$) and standard deviation for $[\text{Fe}/\text{H}]$.

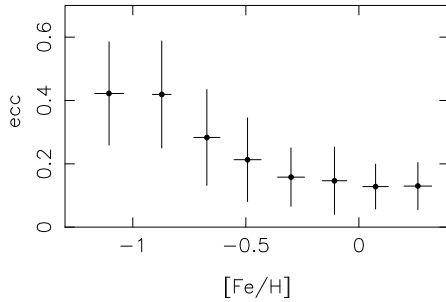


Fig. 6. Eccentricity of the orbits vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ of the whole sample in several bins of metallicity. Error bars correspond to the standard deviations.

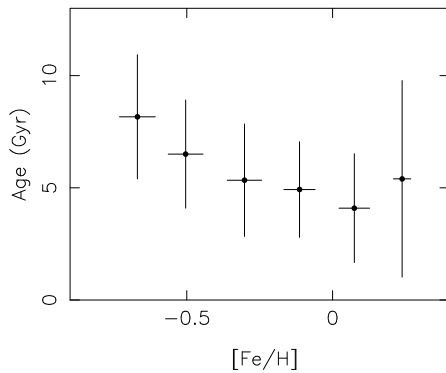


Fig. 7. Age vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ in several bins of metallicity for stars having well defined ages. Error bars correspond to the standard deviations.

stars with high eccentricity but low scale height were assigned to the thick disk whereas they could have another origin. The recent study by Famaey et al. (2004) has confirmed that 6.5% of the stars in the solar neighbourhood belong to the Hercules stream, which has a mean rotational motion with respect to the Sun very similar to that of the thick disk ($V = -51 \text{ km s}^{-1}$) with a significant radial motion of $U = -42 \text{ km s}^{-1}$.

Table 4. Kinematical parameters of the three considered groups and their proportion in our sample.

	Thin disk	Thick disk	Hercules
p (%)	72	19	9
U (km s^{-1})	0	0	-42
V (km s^{-1})	-12	-51	-51
W (km s^{-1})	0	0	-7
σ_U (km s^{-1})	39	63	26
σ_V (km s^{-1})	20	39	9
σ_W (km s^{-1})	20	39	17
l_v (deg)	0	0	-5.7

Famaey et al. (2004) have identified a total of six kinematical structures in their sample of nearby giants: the background stars corresponding to the mixed population of the thin disk, the high velocity group corresponding to the thick disk, the Hercules stream, the young group, the Hyades-Pleiades supercluster and the Sirius moving group. The three later groups correspond to young stars with kinematics typical of the thin disk. As can be seen in their Fig. 9, these groups of young stars appear as concentrations inside the velocity ellipsoid of the thin disk. They represent a peculiar class of thin disk stars and were not considered separately in this study. On the contrary the Hercules stream is of high interest for our probe of the thin disk to thick disk interface since its kinematics is exactly intermediate between two populations. The authors explain that this stream has a dynamical origin. Contrary to a moving group which involves stars which were born at the same place and at the same time, a dynamical stream affects stars of any age and population. The effect of the bar in the central parts of the Galaxy is to move stars onto excentric orbits which tend then to mimic thick disk stars. Such stars, mainly thin disk stars with perturbed kinematics, could have polluted previous samples of thick disk stars selected on kinematical criteria and thus must be taken into account. The kinematical classification that we have performed is based on the assumption that our whole catalogue is dominated by three populations, the thin disk, the thick disk and the Hercules stream, all having gaussian velocity distributions.

We have computed for each star its probability of belonging to each of the three populations on the basis of its (U , V , W) velocity and the Gaussian velocity ellipsoid of the corresponding population (equations can be found in M04). The kinematical parameters (mean, standard deviation, vertex deviation) that define the velocity ellipsoids, as well as the proportions of the three populations in the sample, must be known. We adopt for the kinematical parameters those determined by Soubiran et al. (2003) for the old thin disk and the thick disk and by Famaey et al. (2004) for the Hercules stream (Table 4). The fraction of each population in the sample is more difficult to evaluate. We are aware that our whole sample might be biased in favour of high velocity and metal-poor stars due to the subject of the eleven studies we use. Consequently the proportion of thick disk and Hercules stars is expected to be higher than in the complete sample of Famaey et al. (2004) which is more representative of the content of the solar neighbourhood. In a similar way as described in M04 we have applied to our sample

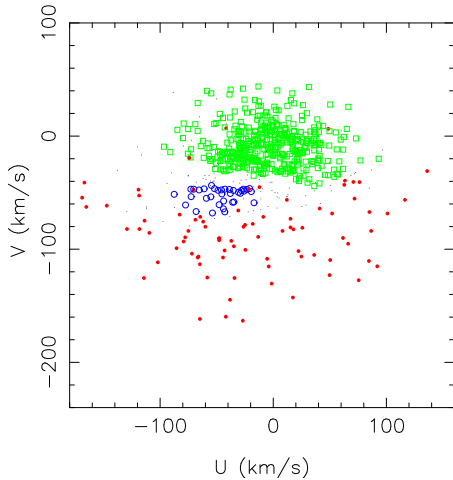


Fig. 8. The sample of 639 stars plotted in the (U, V) plane. Thick disk stars are represented by red dots, thin disk stars by open green squares and Hercules stars by open blue circles. The small dots correspond to stars which could not be classified into the 3 subgroups.

of (U, V, W) a non-informative algorithm of deconvolution of Gaussian distributions which showed that 72% of the stars have kinematics typical of the thin disk and 28% typical of the thick disk or the Hercules stream. Adopting the same ratio of thick disk to Hercules stream as Famaey et al. (2004), we have considered that 19% of our sample correspond to the thick disk, 9% to the Hercules stream.

According to the computed probabilities, we have selected three subsamples representative of the thin disk, the thick disk and the Hercules stream. The thin disk and the thick disk samples include respectively 428 and 84 stars having a probability higher than 80% of belonging to these populations. This probability cut was chosen as a compromise between having a sufficient number of thick disk stars and avoiding the contamination of the sample with stars with intermediate kinematics. It is more difficult to isolate Hercules stars since their velocity distribution greatly overlaps that of the thin and thick disks. Consequently there are only 5 stars with a probability higher than 80% of belonging to the Hercules stream. We had to lower the probability limit down to 50% to obtain 44 stars for the Hercules sample. Only 81 stars could not be classified into one of the three groups. These remaining stars represent a mixture of intermediate stars which are not considered in the following since our aim is to work on samples as pure as possible. The (U, V) plane and Toomre diagram of the whole sample is shown in Figs. 8 and 9, the three subsamples being highlighted in different colours and symbols. The Hercules stream is clearly visible as a concentration between the two disks.

How does our kinematical classification compare with those previously performed? A04, E93, F00, G03 and N97 have not considered the thick disk specifically. P00 selected 10 thick disk stars with $-1.1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.4$ and $Z_{\text{max}} > 600$ pc and $-20 \leq V_{\text{LSR}} \leq -100$ km s⁻¹. Only 5 of them remain in our

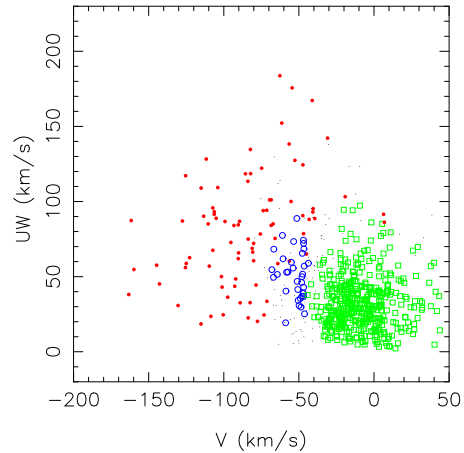


Fig. 9. As for Fig. 8, but in the Toomre diagram: $UW = \sqrt{U^2 + W^2}$ km s⁻¹.

catalogue due to our restrictions on distances, all of them classified in the thick disk. If we apply P00's criteria to our catalogue, we only select 22 thick disk stars. These criteria are thus very efficient in avoiding intermediate or Hercules stars but they are far too restrictive to construct a large thick disk sample. C00 have proposed their stars with $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.6$ and $V \leq -40$ km s⁻¹ to be thick disk stars. The same criterion applied to our catalogue leads to a mixed sample including 58 thick disk stars, 13 Hercules stars, 1 thin disk star and 12 intermediate stars. R03 have performed a more complicated selection of thick disk stars involving metallicity, mean of peri- and apogalactic distances R_m , V velocity and age. Doing the same without the age restriction (age > 10 Gyr), we select 25 thick disk stars and 4 Hercules stars. Taking the age restriction into account, only 3 thick disk stars are selected. These results show that a restriction on Z_{max} is more efficient than on V or R_m to isolate pure thick disk stars. Nevertheless a restriction on $[\text{Fe}/\text{H}]$ is incompatible with the study of the thick disk's metallicity distribution and abundance trends. The kinematical classification performed by B03 is the only one that is quite similar to ours in its principle although they have used probability ratios. Among their 21 thick disk stars, only 2 of them (HD 210483 and HD 212231) are not part of our thick disk sample because of our high probability cut (they have a probability of 78% and 75% respectively of belonging to the thick disk with our classification). Among their 45 thin disk stars, HD 003735 has a high probability to belong to the Hercules stream (73%) while HD 210277 is intermediate between the thin disk (probability 55%) and the Hercules stream (probability 31%). The classification by M04 is the same as ours, but without the Hercules stream. Among their 30 thick disk stars, 5 have moved into the Hercules stream and 5 are transition stars which could not be classified.

The catalogue including abundances, kinematical and orbital parameters, ages and membership probabilities is available at the CDS, in a single table. For each star it contains the

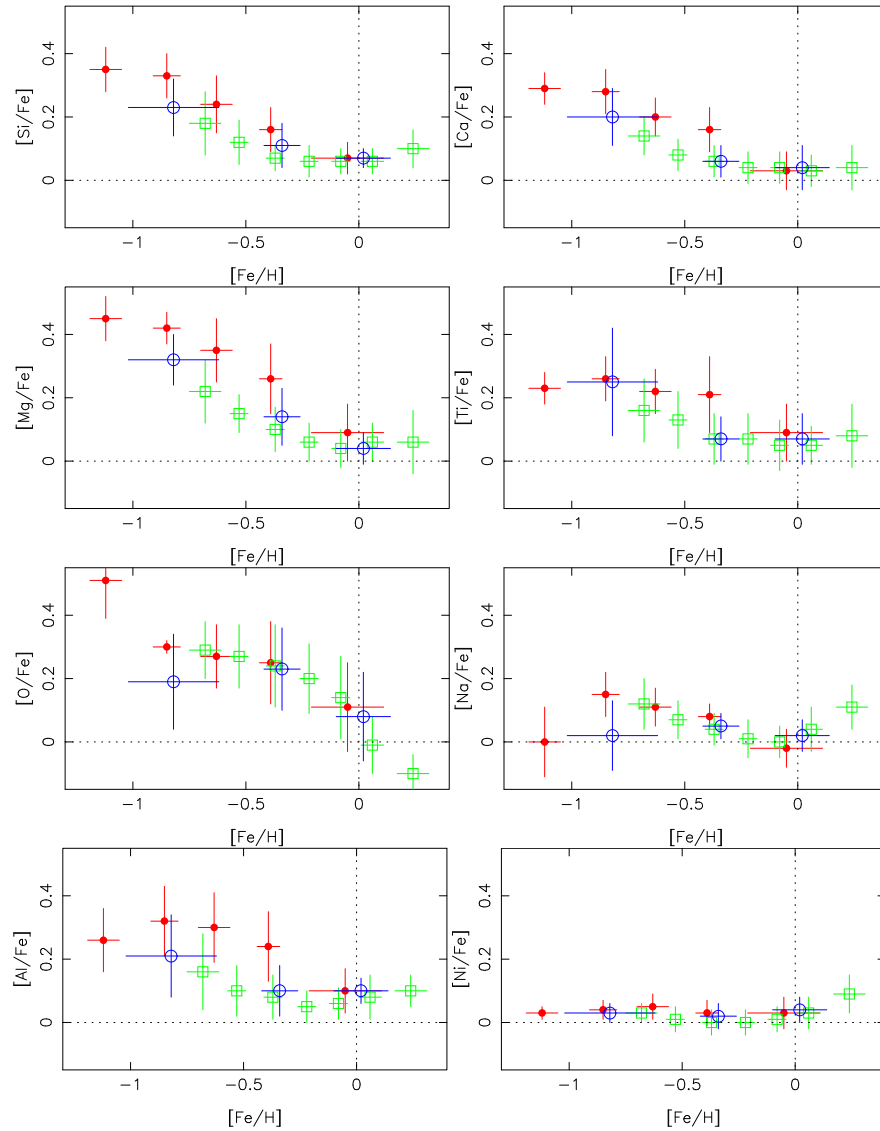


Fig. 10. Averaged $[X/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ per bin of metallicity in the thin disk (green squares) in the thick disk (red filled circles) and in the Hercules stream (blue open circles). Errors bars correspond to the standard deviations around the mean value in each bin.

following information (when available): Col. 1 lists the name of the source, Col. 2 gives the metallicity $[Fe/H]$, Cols. 3 to 10 give the abundances relative to iron of O, Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti and Ni, Cols. 11 to 13 give the three components (U , V , W) of the heliocentric galactic velocity, Cols. 14 to 17 give the orbital parameters R_{min} , R_{max} , Z_{max} , eccentricity, Cols. 18 and 19 give the age and its relative error, Cols. 20 to 22 give the membership probability of the star to belong to the thin disk, the thick disk and the Hercules stream respectively. Another table, also available at the CDS, gives the parameters T_{eff} , $\log g$, $[Fe/H]$, $[\alpha/Fe]$ and M_v .

5. Abundance trends

The abundance trends for each kinematical group are shown in Fig. 10. The number of stars involved in this study has allowed us to bin the data in metallicity to highlight the abundance features of each population. Table 5 gives the mean abundance, standard deviation and number of stars in each metallicity bin. The observed features are the following:

- the thin disk and the thick disk overlap greatly in metallicity: there are stars with thin disk kinematics down to $[Fe/H] = -0.80$ and there are stars with thick disk

Table 5. Mean abundance, standard deviation and number of stars in each metallicity bin.

bin	[Fe/H]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Mg/Fe]	[Ti/Fe]	[O/Fe]	[Na/Fe]	[Al/Fe]	[Ni/Fe]
Thick disk									
[Fe/H] < -1.00	-1.12	0.35	0.29	0.45	0.23	0.51	0.00	0.26	0.03
	0.07	0.07	0.05	0.07	0.05	0.12	0.11	0.10	0.02
	8	8	8	7	8	8	8	6	8
-1.00 ≤ [Fe/H] < -0.75	-0.85	0.33	0.29	0.42	0.26	0.30	0.15	0.32	0.04
	0.06	0.07	0.06	0.05	0.06	0.02	0.07	0.11	0.04
	16	16	15	16	15	3	15	13	16
-0.75 ≤ [Fe/H] < -0.50	-0.63	0.24	0.20	0.35	0.23	0.27	0.11	0.30	0.05
	0.07	0.09	0.06	0.10	0.07	0.10	0.06	0.11	0.04
	31	31	28	31	28	13	28	27	31
-0.50 ≤ [Fe/H] < -0.25	-0.39	0.16	0.16	0.26	0.21	0.25	0.08	0.24	0.03
	0.05	0.07	0.07	0.11	0.12	0.13	0.04	0.11	0.04
	18	18	18	18	18	14	16	16	18
-0.25 ≤ [Fe/H]	-0.05	0.07	0.03	0.09	0.09	0.11	-0.02	0.10	0.03
	0.16	0.05	0.06	0.09	0.09	0.14	0.06	0.07	0.05
	11	11	9	11	9	8	8	8	11
Thin disk									
[Fe/H] < -0.60	-0.68	0.18	0.14	0.22	0.16	0.29	0.12	0.16	0.03
	0.07	0.10	0.06	0.10	0.10	0.09	0.08	0.12	0.03
	21	21	21	19	21	14	20	16	21
-0.60 ≤ [Fe/H] < -0.45	-0.53	0.12	0.08	0.15	0.13	0.27	0.07	0.10	0.01
	0.04	0.07	0.05	0.06	0.09	0.10	0.06	0.08	0.04
	37	37	35	36	33	23	33	33	37
-0.45 ≤ [Fe/H] < -0.30	-0.37	0.07	0.06	0.10	0.07	0.24	0.04	0.08	0.00
	0.04	0.04	0.05	0.07	0.08	0.13	0.05	0.07	0.04
	86	86	81	85	80	65	79	77	85
-0.30 ≤ [Fe/H] < -0.15	-0.22	0.06	0.04	0.06	0.07	0.20	0.01	0.05	0.00
	0.04	0.05	0.05	0.06	0.08	0.11	0.06	0.05	0.04
	97	97	82	96	80	57	71	70	97
-0.15 ≤ [Fe/H] < 0	-0.08	0.06	0.04	0.04	0.05	0.14	0.00	0.06	0.01
	0.04	0.04	0.05	0.06	0.08	0.13	0.05	0.05	0.04
	72	72	53	69	50	34	38	39	71
0 ≤ [Fe/H] < 0.15	0.06	0.06	0.03	0.06	0.05	-0.01	0.04	0.08	0.03
	0.05	0.04	0.05	0.06	0.06	0.09	0.07	0.07	0.05
	83	83	65	81	65	38	53	49	82
0.15 ≤ [Fe/H]	0.24	0.10	0.04	0.06	0.08	-0.10	0.11	0.10	0.09
	0.07	0.06	0.07	0.10	0.10	0.06	0.07	0.05	0.06
	32	32	27	32	27	14	19	19	32
Hercules stream									
[Fe/H] < -0.50	-0.82	0.23	0.20	0.32	0.25	0.19	0.02	0.21	0.03
	0.20	0.09	0.09	0.08	0.17	0.15	0.11	0.13	0.03
	8	8	8	8	8	4	6	3	8
-0.50 ≤ [Fe/H] < -0.20	-0.34	0.11	0.06	0.14	0.07	0.23	0.05	0.10	0.02
	0.08	0.07	0.05	0.09	0.07	0.13	0.04	0.08	0.04
	17	17	13	15	13	11	12	11	17
-0.20 ≤ [Fe/H]	0.02	0.07	0.04	0.04	0.07	0.08	0.02	0.10	0.04
	0.12	0.03	0.07	0.05	0.08	0.14	0.05	0.04	0.04
	19	19	11	18	11	6	7	7	19

- kinematics at solar metallicity and above, with one of them in the super-metal-rich regime ([Fe/H] > +0.25);
- the α elements (Mg, Si, Ti and Ca), as well as Al show the same behaviour: at solar metallicity the three populations blend; from [Fe/H] \approx -0.3 to [Fe/H] \approx -0.7, the thin and thick disks show parallel trends with an enhancement of these elements with respect to Fe in the thick disk;
 - in the range -0.70 < [Fe/H] < -0.30, [Mg/Fe] and [Al/Fe] of the thick disk exceed that of the thin disk by \sim 0.15 dex;
 - a change of slope (a "knee") is visible in the thick disk for Si and Ca, less clearly for Mg, at [Fe/H] \approx -0.7;
 - the only α element showing a knee in the thin disk is O at [Fe/H] \approx -0.5, the decrease being steep above this value;
 - for O the three populations blend but the most metal-poor bin exhibits a large enhancement of [O/H] = +0.52;

148

C. Soubiran and P. Girard: Abundance trends in kinematical groups of the Milky Way's disk

- for Na and Ni the three populations blend;
- in the range $-0.60 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.20$, $[\text{Na}/\text{Fe}]$ declines from $\sim +0.10$ dex to ~ 0.00 dex;
- super metal rich stars of the thin disk exhibit a pronounced overabundance of Na and Ni;
- there are Hercules stars in the whole range of metallicity that exhibit abundance trends similar to those of the thin disk.

The overlapping metallicity distributions of the thin disk and the thick disk has been previously established (B03, M04). A question that is not yet answered is where the metallicity distribution of two disks stop. Concerning the metal-poor side of the thin disk, we find 47 stars with $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.50$ among the 428 thin disk stars, the lowest value ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.83$) being reached by HD 134169. Our sample is biased and may exaggerate the fraction of metal-poor thin disk stars, but the existence of such stars is real and cannot be explained by measurement errors only. The super-metal-rich part of the thin disk seems to have a different chemical behaviour than the rest of the thin disk, the most obvious difference being observed for Na and Ni. This raises the question of whether these stars have the same origin as the other thin disk stars. Looking in detail at their velocity shows that half of the thin disk stars with $[\text{Fe}/\text{H}] > +0.20$ have a motion consistent with that of the Hyades-Pleiades supercluster. Famaey et al. (2004) propose this stream as having originated from a common large molecular cloud, radially perturbed by a spiral wave. Our observation of similar high metallicities and peculiar abundance ratios for these stars is indeed in good agreement with the hypothesis of their formation from common material.

Concerning the thick disk, our data clearly prove the existence of metal-rich high velocity stars. However there are arguments in favour of and against the fact that the thick disk extends to solar metallicity and even beyond. M04 have discussed this issue and proposed that the thick disk stops at $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.30$ on the basis that more metal-rich stars may belong to the Hercules stream (whose velocity ellipsoid was not clearly defined at that time). Here we have carefully eliminated Hercules stars from the thick disk sample, but metal-rich stars remain. Moreover, Feltzing (2004) claims to have observed metal-rich stars at a large distance above the plane where the thick disk dominates. If the thick disk really extends to solar metallicity then one has to explain why its α abundance trends are so different from the thin disk, except at solar metallicity. The case of these metal-rich high velocity stars is further discussed in the next section.

The conclusion about the overlapping metallicity distributions of the thin and thick disks is that $[\text{Fe}/\text{H}]$ is a very bad parameter by itself to identify the disk populations.

The α enhancement with respect to iron of the thick disk has been established by Gratton et al. (1996) and Fuhrmann (1998) but evidence of the decreasing parallel trends for the thin and thick disks is more recent and results from a careful kinematical deconvolution of the two disks by B03 and M04. The “knee”, i.e. the change of slope from a constant enhancement to a decreasing one, is interpreted as the typical signature of SNIa to the enrichment of the interstellar gas from

which the later thick disk stars formed (Feltzing et al. 2003). Our contribution to this issue is to quantify the enhancement as $+0.14$ dex in Mg, a value larger than the measurement errors. The enhancement of the other α elements Si, Ca and Ti is lower but their dispersion in the thick disk is also lower. The very good correlation of Al and Mg has been discussed by E93 from the point of view of yields of supernovae of different kinds. From the point of view of galactic structure and diagnosis to deconvolve the populations, $[\text{Al}/\text{Fe}]$ turns to be a very good parameter. We have tested the efficiency of the parameters $[\text{Mg}/\text{Fe}]$, $[\alpha/\text{Fe}] = 0.25([\text{Mg}/\text{Fe}] + [\text{Si}/\text{Fe}] + [\text{Ca}/\text{Fe}] + [\text{Ti}/\text{Fe}])$ and $[\text{Mg} + \text{Al}/\text{Fe}] = 0.5([\text{Mg}/\text{Fe}] + [\text{Al}/\text{Fe}])$ by performing linear regressions with $[\text{Fe}/\text{H}]$. We obtain the following relations (restricted to $-0.80 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.30$):

For the thin disk:

$$\begin{aligned} [\text{Mg}/\text{Fe}] &= -0.37[\text{Fe}/\text{H}] - 0.040, \quad \sigma = 0.067 \text{ dex} \\ [\alpha/\text{Fe}] &= -0.29[\text{Fe}/\text{H}] - 0.029, \quad \sigma = 0.052 \text{ dex} \\ [\text{Mg} + \text{Al}/\text{Fe}] &= -0.29[\text{Fe}/\text{H}] - 0.021, \quad \sigma = 0.061 \text{ dex}. \end{aligned}$$

For the thick disk:

$$\begin{aligned} [\text{Mg}/\text{Fe}] &= -0.41[\text{Fe}/\text{H}] + 0.097, \quad \sigma = 0.092 \text{ dex} \\ [\alpha/\text{Fe}] &= -0.30[\text{Fe}/\text{H}] + 0.071, \quad \sigma = 0.069 \text{ dex} \\ [\text{Mg} + \text{Al}/\text{Fe}] &= -0.30[\text{Fe}/\text{H}] + 0.128, \quad \sigma = 0.095 \text{ dex}. \end{aligned}$$

Comparing for each abundance ratio the offset (Δ) between the thin and thick disks with the total dispersion (σ_T), the most favourable ratio is $[\text{Mg} + \text{Al}/\text{Fe}]$ with $\Delta = 1.31\sigma_T$ ($\Delta = 0.148$ dex, $\sigma_T = 0.113$ dex), whereas $\Delta = 1.20\sigma_T$ ($\Delta = 0.137$ dex, $\sigma_T = 0.114$ dex) is obtained for $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ and $\Delta = 1.16\sigma_T$ ($\Delta = 0.100$ dex, $\sigma_T = 0.086$ dex) for $[\alpha/\text{Fe}]$.

If there is a jump in the enhancement of oxygen at $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$, mainly due to the contribution of G03, our data do not show any enhancement of $[\text{O}/\text{Fe}]$ in the thick disk similar to the other α elements, a feature that was observed by B04a. As mentioned previously, the dispersions are large and may reflect the greater uncertainties that affect O abundance determinations compared to other elements. There is however a clear knee at $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$, the decrease of $[\text{O}/\text{Fe}]$ being steeper at larger metallicities, which suggests an abrupt change in the relative role of SN I and SN II.

The fact that the Hercules stream occupies a wide range of metallicity with abundance trends similar to those of the thin disk is in good agreement with the dynamical hypothesis described by Famaey et al. (2004) since the perturbation of a rotating bar is supposed to affect non-contemporary but essentially thin disk stars.

6. AMR, vertical gradient, metal-rich stars

Figures 11 and 12 show that the thick disk is older than the thin disk in the whole range of metallicity. Thick disk stars range from 7 to 13 Gyr with an average of 9.6 ± 0.3 Gyr (median 9.5 Gyr). Several thin disk stars are found with ages greater than 10 Gyr, for instance HD 127334 and HD 190248, which are also metal-rich and appear as outliers. An AMR is visible in the thin disk, in the sense the most metal-poor thin disk stars are

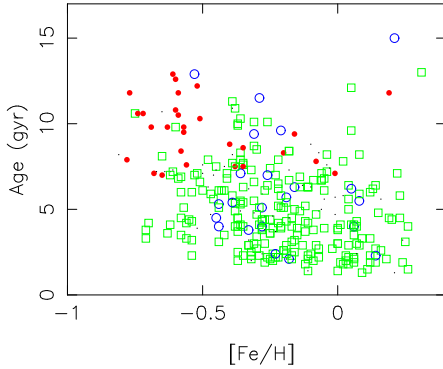


Fig. 11. Age vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ for stars having well-defined ages. As in Figs. 8 and 9, the different symbols indicate thin disk, thick disk and Hercules stars.

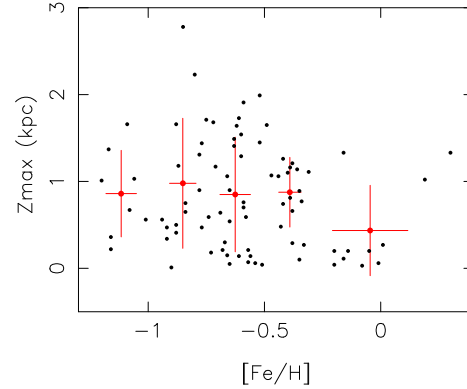


Fig. 13. Z_{max} , the maximal distance to the plane reached by the orbit, in several bins of metallicity for thick disk stars.

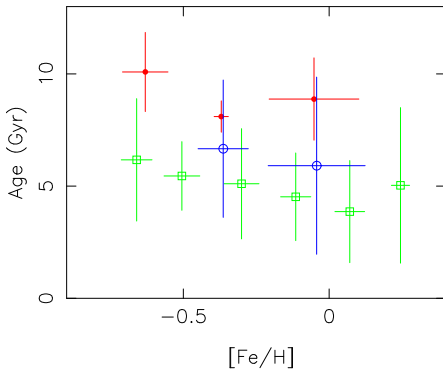


Fig. 12. Age vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ for stars having well-defined ages. As in Figs. 8 and 9, the different symbols indicate thin disk, thick disk and Hercules stars.

older than those with solar metallicity by 2.3 Gyr on average. The AMR in the thick disk is more difficult to establish: the statistics are poor, only 29 stars having an age determination. It depends also whether one classifies the metal-rich stars into the thick disk or not. Bensby et al. (2004b) observed an AMR in the thick disk from a larger kinematically selected sample, but with ages determined from photometric metallicities. They obtain median ages of 13.0 Gyr at $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.60$ and 11.2 Gyr at $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.40$. Our age scale is lower but we obtain a similar difference of age in the same metallicity bins (10.1 Gyr and 8.1 Gyr). The metal-rich bin of the thick disk does not follow the same trend. If one considers this bin to be part of the thick disk, then the AMR hypothesis is not valid any longer. However we have several arguments against the metal-rich high velocity stars being part of the thick disk (see below) and thus we interpret our data as consistent with the existence of an AMR in the thick disk. Bensby et al. (2004b) have estimated that star formation was active in the thick disk for 5 Gyr, but this result is based on a wide metallicity distribution up to $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$. Our results favour a shorter timescale for star formation, of the order of 2–3 Gyr.

Our data are also compatible with a hiatus in star formation between the formation of the thick disk and the thin disk. In the range $-0.80 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.30$, the mean age of the two disks differs by 4 Gyr. The reality of this offset is related to the scatter of the age distribution in each population. The comparison with the Hercules stream is very interesting in that sense. According to Fig. 11, the Hercules stream is made of stars of all ages. Consequently the age dispersion in its metallicity bins is very large. On the contrary, the thin and thick disks show much lower dispersions. The age dispersion in each bin results from the convolution of the cosmic scatter and the measurement errors of individual ages. We are aware that the uncertainty on ages is large despite the care we took to construct a clean sample. The median of the estimated errors is 2.7 Gyr. This means that the cosmic scatter of ages in each metallicity bin is quite low and the age offset between the two disks significant, pointing to a possible interruption of star formation at the end of the thick disk formation and the beginning of the thin disk formation. The large age dispersion of the Hercules stream favours the dynamical hypothesis proposed by Famaey et al. (2004) as its origin.

The existence of a vertical gradient of metallicity in the thick disk has important consequences for the choice of the most probable scenario of its formation. The relation between the maximal height above the plane, Z_{max} , and the metallicity is shown in Fig. 13. As previously mentioned in Soubiran et al. (2003) and M04, a transition occurs at $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$. For stars more metal-poor than this value, the relation Z_{max} vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ is flat, consistent with no vertical gradient.

The question of whether the stars assigned to the thick disk in the highest metallicity bin are real thick disk stars is important to clarify the extent of the metallicity distribution of the thick disk and the existence of an AMR. It can be seen that thick disk stars with $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.3$ are of two kinds: 8 stars have a flat distribution ($Z_{\text{max}} < 300$ pc) which is unlikely for thick disk stars, whereas 3 stars appear as outliers with $Z_{\text{max}} > 1$ kpc. The 8 stars come from A04, B03, M04 and R03. Therefore their distribution is not due to a peculiar selection bias of one of the eleven papers used to construct our sample.

150

C. Soubiran and P. Girard: Abundance trends in kinematical groups of the Milky Way's disk

The 3 outliers have also been studied by several authors: HD 003628 by B03, F00 and G03, HD 145148 by B03 and HD 190360 by B03 and M04. The combination of the eleven papers used to construct the catalogue of abundance did not fill the gap of thick disk stars having $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$ and $300 \text{ pc} < Z_{\text{max}} < 1 \text{ kpc}$. Finally stars with $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.3$ assigned to the thick disk differ from the rest of the thick disk in three points: their vertical distribution is inhomogeneous, their α abundances are similar to that of the thin disk and they do not follow the AMR of the thick disk. Their nature has still to be clarified with a complete sample.

7. Summary

We have compiled a large catalogue of high quality stellar parameters of FGK stars to probe the properties of the thin disk and the thick disk in the metallicity interval $-1.30 < [\text{Fe}/\text{H}] < +0.50$. This catalogue includes 743 stars with abundance ratios of several α and iron peak elements, 639 stars with abundance ratios and accurate (U , V , W) velocities and orbits and 322 stars with abundance ratios, kinematical data and age estimations. The data are available in electronic tables at the CDS. We have used these data to investigate the metallicity, abundance ratios and age distributions of three kinematical groups with well-defined velocity ellipsoids. Three subsamples have been selected on the basis of (U , V , W) velocities to be representative of the thin disk (428 stars), of the thick disk (84 stars) and the Hercules stream (44 stars).

Our results confirm previous well established findings:

- The thin disk and the thick disk overlap in metallicity and exhibit parallel slopes of $[\alpha/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ in the range $-0.80 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.30$, the thick disk being enhanced.
- The thick disk is older than the thin disk.

We bring new constraints on more controversial issues:

- The thin disk extends down to $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.80$ and exhibits low dispersions in its abundance trends.
- The thick disk also shows smooth abundance trends with low dispersions. The change of slope, which reflects the contribution of the different supernovae to the ISM enrichment, is visible in $[\text{Si}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ at $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.70$, less clearly in $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$.
- An AMR is visible in the thin disk, the most metal-poor stars having 6.2 Gyr on average, those with solar metallicity 3.9 Gyr.
- Ages in the thick disk range from 7 to 13 Gyr with an average of 9.6 ± 0.3 Gyr. There is tentative evidence of an AMR extending over 2–3 Gyr.
- We do not find any evidence of a vertical metallicity gradient in the thick disk.
- $[\text{O}/\text{Fe}]$ decreases over the metallicity range with a change of slope at $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.50$.
- The most metal-rich stars assigned to the thin disk do not follow its global trends. They are significantly enhanced in all elements (particularly in Na and Ni) except in O which is clearly depleted. They also have a larger dispersion in age. Half of these stars are probable members of the Hyades-Pleiades supercluster, two others are surprisingly old.

We have also obtained new results:

- The slope of $[\alpha/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ in the interval $-0.80 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.30$ has been estimated for the two disks. The enhancement of α elements in the thick disk has been quantified to be +0.10 dex. $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ is more efficient than $[\alpha/\text{Fe}]$ in separating the two disks with an offset of +0.14 dex. Combining $[\text{Al}/\text{Fe}]$ and $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ is even better, with an offset of +0.15 dex between the two disks and a lower dispersion.
- The age difference between the thin and thick disks has been quantified to be 4 Gyr, suggesting an interruption in star formation between their formation.
- The Hercules stream is found to span the whole metallicity and age range. Its chemical properties are similar to those of the thin disk. This favours the dynamical hypothesis for its origin, related to the influence of the central bar of the Galaxy which affects non-contemporary stars.
- Metal-rich stars assigned to the thick disk do not follow its global trends. The nature of these stars remains to be clarified.

In this paper we have focused on observational results. The next step is to compare them to predictions of models. We believe that this dataset and our findings bring new strong constraints to models of formation of the two components of the galactic disk, and to models of chemical evolution.

Acknowledgements. We warmly thank Frédéric Pont who kindly computed the ages with his Bayesian method. This research has made use of the SIMBAD and VIZIER databases, operated at CDS, Strasbourg, France. It has used data from the ESA *Hipparcos* satellite (*Hipparcos* and *Tycho-2* catalogues).

References

- Allen, C., & Santillan, A. 1993, *RMxAA*, 25, 39
- Allende Prieto, C., Barklem, P. S., Lambert, D. L., & Cunha, K. 2004, *A&A*, 420, 183 (A04)
- Alonso A., Arribas S., & Martinez-Roger C. 1996, *A&AS*, 117, 227
- Barbier-Brossat, M., & Figon, P. 2000 *A&AS*, 142, 217
- Bensby, T., Feltzing, S., & Lundström, I. 2003, *A&A*, 410, 527 (B03)
- Bensby, T., Feltzing, S., & Lundström, I. 2004a, *A&A*, 415, 155 (B04a)
- Bensby, T., Feltzing, S., & Lundström, I. 2004b, *A&A*, 421, 969
- Blackwell, D. E., & Lynas-Gray, A. E. 1998, *A&AS*, 129, 505
- Bienaymé, O. 1999 *A&A*, 341, 86
- Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Zhao, G., Zhang, H. W., & Benoni, T. 2000, *A&AS*, 141, 491 (C00)
- di Benedetto, G. P. 1998, *A&A*, 339, 858
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, *A&A*, 275, 101 (E93)
- ESA 1997, The HIPPARCOS and TYCHO catalogues Noordwijk, Netherlands: ESA Publ. Division
- Famaey, B., Jorissen, A., Luri, X., et al. 2005, *A&A*, 430, 165
- Feltzing, S., Bensby, T., & Lundström, I. 2003, *A&A*, 397, L1
- Feltzing, S. 2004, Chemical Abundances and Mixing in Stars in the Milky Way Galaxy and its Satellites, ESO Astrophysics Symposia, ed. L. Pasquini & S. Randich (Springer-Verlag Press) [arXiv:astro-ph/0411172]

- Fuhrmann, K. 1998, *A&A*, 338, 161
- Fulbright, J. P. 2000, *AJ*, 120, 1841 (F00)
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, *A&AS*, 141, 371
- Gratton, R. G., Carretta, E., Lucatello, S., & Barbieri, M. 2003, *A&A*, 404, 187 (G03)
- Gratton, R. G., Carretta, E., Mateucci, F., & Snenden, C. 1996, in *Formation of the Galactic Halo...Inside and Out*, ed. H. Morisson, & A. Sarajedini, *ASP Conf. Ser.*, 92, 307
- Mishenina, T. V., Soubiran, C., Kovtyukh, V.V., & Korotin, S.A. 2004, *A&A*, 418, 551 (M04)
- Nidever, D. L., Marcy, G. W., Butler, R. P., Fischer, D. A., & Vogt, S. 2002, *ApJS*, 141, 503
- Nissen, P. E., & Schuster, W. J. 1997, *A&A*, 326, 751 (N97)
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, *A&A*, 418, 989
- Pont, F., & Eyer, L. 2004, *MNRAS*, 351, 487
- Prochaska, J. X., Naumov, S. O., Carney, B. W., McWilliam, A., & Wolfe, A. M. 2000, *ApJ*, 120, 2513 (P00)
- Prugniel, P., & Soubiran, C. 2001, *A&A*, 369, 1048
- Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2003, *MNRAS*, 340, 304 (R03)
- Soubiran, C., Bienaymé, O., & Siebert, A. 2003, *A&A*, 398, 141

Chapitre 3

Détermination automatique des paramètres atmosphériques (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$)

Dans ce chapitre nous présentons une méthode automatique permettant de déterminer les paramètres atmosphériques à partir de spectres d'étoiles du type F,G et K. Le chapitre se présente de la manière suivante :

- Description du programme TGMET α , de sa bibliothèque de référence et des données observationnelles.
- Évaluation des performances de TGMET α pour chaque paramètre à haute, moyenne et basse résolution.
- Application à un grand échantillon de spectres haute résolution ELODIE et caractérisation du disque mince et du disque épais et autres groupes cinématiques du disque local.

3.1 Introduction

Le nombre croissant de données produites par l'instrumentation moderne nécessite des procédures d'analyses automatiques partielles ou totales. De plus un grand nombre de données spectroscopiques à haute résolution et de bonne qualité sont accessibles dans les archives astronomiques. C'est pourquoi ces dernières années des efforts ont été fournis pour développer des méthodes automatiques pour estimer les paramètres atmosphériques et les abondances en éléments chimiques à partir de spectres à haute et moyenne résolution (Katz et al. 1998 ; Erspamer & North 2002, 2003 ; Bonifacio & Caffau 2003).

Ces efforts doivent être accentués dans la perspective de la mission Gaia, satellite de l'ESA avec un lancement prévu autour de 2011 et dont l'instrument RVS produira plusieurs centaines de millions de spectres (Katz et al. 2004, Wilkinson et al. 2005).

L'analyse d'un grand nombre de spectres stellaires est particulièrement intéressante pour les études de structures galactiques. Ces spectres donnent accès à différents paramètres comme la vitesse radiale, la distance spectroscopique, T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$. Ainsi

l'étude de grands échantillons représentatifs des différentes populations stellaires permet de reconstruire l'histoire de la Galaxie.

TGMET est un programme informatique qui a été développé dans cet objectif (Katz et al. 1998). Il est capable de déterminer automatiquement T_{eff} , $\log g$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$ mais pas $[\alpha/\text{Fe}]$ qui est un paramètre intéressant pour étudier les différentes composantes de la Voie Lactée. Les éléments α sont principalement produits par les SN II alors que les éléments du pic du fer sont produits par les SN II et surtout les SN Ia. De ce fait, le rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ reflète le taux de ces événements. Il est maintenant bien établi que les éléments α sont surabondants par rapport au fer dans l'atmosphère des étoiles du halo et du disque épais. Nous avons bien montré dans la section précédente et dans Soubiran & Girard (2005) que, à une métallicité donnée dans l'intervalle $-0.8 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.3$, le rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ est plus élevé pour le disque épais de 0.10 dex par rapport au disque mince.

On comprend bien la nécessité de mettre au point une méthode capable de déterminer avec une bonne précision le rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ pour un grand nombre d'étoiles.

TGMET est basé sur une méthode dite de "distance minimum". C'est à dire qu'il compare un spectre observé (la cible) avec une librairie de spectres observés de référence et trouve ceux qui ressemblent le plus au spectre cible. L'avantage d'utiliser une librairie de spectres observés est que ces spectres sont originaux et réalistes. Cependant il y a un inconvénient, il est difficile avec de tels spectres de couvrir parfaitement l'espace des paramètres en T_{eff} , $\log g$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$. Et cela d'autant plus si l'on ajoute un paramètre supplémentaire comme $[\alpha/\text{Fe}]$. Pour palier à cette difficulté, il existe une alternative : les spectres synthétiques. Ceux-ci ont l'avantage de couvrir avec des intervalles réguliers tout l'espace des paramètres, $[\alpha/\text{Fe}]$ inclus. Cependant il n'existe pas beaucoup de grilles de spectres synthétiques couvrant de manière satisfaisante tout cet ensemble. De plus ces spectres sont théoriques et donc ne reproduisent pas toujours très bien les spectres observés ce qui peut donner lieu à des effets systématiques. Néanmoins nous avons adopté cette solution pour estimer l'ensemble des quatre paramètres atmosphériques T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$. Le nouveau programme, TGMET α , est similaire à TGMET dans son principe et utilise comme librairie de référence la grille de Barbuy et al. (2003) qui offre un échantillonnage en $[\alpha/\text{Fe}]$ avec 3 pas : 0.0 ; +0.2 ; +0.4. Nous avons testé TGMET α avec un grand nombre de spectres haute résolution ELODIE¹ (R=42 000) à divers S/N en comparaison avec des données existantes.

Les performances de TGMET α ont également été testées à moyenne et basse résolution (R=10 000 et R=1 000) pour évaluer la possibilité de traiter de plus grands nombres de spectres pour étudier les populations stellaires du disque.

1. ELODIE est le nom du spectrographe échelle placé au foyer du télescope de 193cm de l'OHP (Observatoire de Haute Provence)

3.2 Description de TGMET α et de sa librairie de référence

TGMET α est une version modifiée du programme TGMET (Katz et al. 1998) écrit en langage FORTRAN. TGMET est basé sur la comparaison de spectres avec une méthode de minimum de distance, et compare des spectres observés ELODIE avec une librairie d'étoiles avec des paramètres bien connus et également observées avec ELODIE (Soubiran et al. 1998 ; Prugniel & Soubiran 2001 et Moutaka et al. 2004). Ses performances dépendent fortement de la qualité de la librairie de référence, c'est à dire la couverture de l'espace des paramètres ainsi que de la précision de ces mêmes paramètres. Depuis sa première version (Soubiran et al. 1998), la librairie de TGMET a souvent été mise à jour et améliorée. Les précisions actuelles dans l'intervalle $-1.2 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.5$ sont $\sigma_{T_{\text{eff}}} \sim 115 \text{ K}$, $\sigma_{\log g} \sim 0.20$, $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} \sim 0.13$ et $\sigma_{M_v} \sim 0.30$.

TGMET α a été développé dans le but de s'adapter à n'importe quel spectre et d'estimer $[\alpha/\text{Fe}]$. Pour cela nous avons adopté l'utilisation de grilles de spectres synthétiques. Celles qui ont un jeu de paramètres en $[\alpha/\text{Fe}]$ sont peu courantes (Coelho et al. 2005 ; Munari et al. 2005 et Barbuy et al. 2003). La seule grille ayant une couverture satisfaisante est celle calculée par Barbuy et al. (2003) avec 3 pas en $[\alpha/\text{Fe}]$: 0.0 ; +0.2 ; 0.4. Cette grille contient 4545 spectres couvrant l'espace des paramètres de la manière suivante : $4000 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 7000 \text{ K}$ avec des pas de 250 K ; $0.0 \leq \log g \leq 5.0$ avec des pas de 0.5 ; $[\text{Fe}/\text{H}]$: -3.0, -2.5, -2.0, -1.5, -1.0, -0.5, -0.3, -0.2, -0.1, 0.0, +0.3 et $[\alpha/\text{Fe}]$: 0.0, +0.2, +0.4. Ce sont ces différentes valeurs de pas qui vont limiter la précision de l'évaluation de chaque paramètre. Le domaine de longueur d'onde des spectres synthétiques s'étend de 4590Å à 5610Å. Ce domaine est parfaitement inclus dans celui des spectres ELODIE, de 4000Å à 6800Å (voir la section suivante). La figure 3.1 montre une partie d'un spectre synthétique avec des variations de $[\alpha/\text{Fe}]$.

Avant d'être comparé avec un spectre synthétique, le spectre observé doit subir plusieurs traitements : le redressement du spectre, la calibration en longueur d'onde, la correction du "flat-field" (permet de corriger la réponse des pixels qui n'est pas uniforme sur toute la matrice de la CCD), l'élimination des "cosmiques" (particules de haute énergie frappant le capteur CCD) et des pixels défectueux, la suppression des raies telluriques (liées à l'atmosphère terrestre). Pour le cas particulier des spectres ELODIE, ces différentes opérations sont décrites dans Katz et al. (1998).

Ces opérations effectuées, le spectre observé peut être comparé avec l'ensemble des spectres synthétiques qui auront au préalable été convolués à la résolution du spectre observé. Dans le cas d'un spectre échelle comme les spectres ELODIE et contrairement aux spectres synthétiques, la résolution n'est pas constante en longueur d'onde, mais vu le petit intervalle en longueur d'onde permis par les spectres synthétiques (de 4590Å à 5610Å) on peut prendre sa valeur moyenne. La valeur est de $R=42\ 000$ pour les spectres ELODIE à haute résolution.

Pour comparer les spectres, TGMET α doit ajuster les longueurs d'ondes en tenant

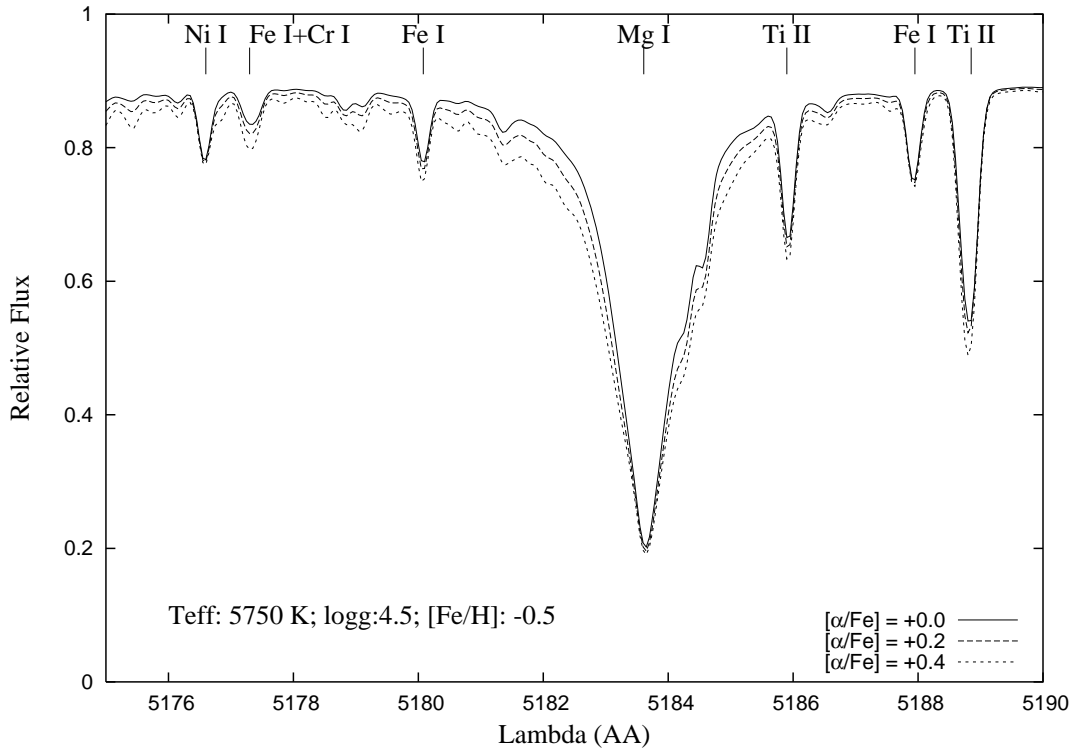


FIG. 3.1 – Une partie d'un spectre synthétique avec différentes abondances $[\alpha/\text{Fe}]$: 0.0; 0.2; 0.4. Les principales raies sont indiquées.

compte de la vitesse radiale de chaque spectre observé. Après un calcul de la valeur qui permet de décaler chaque spectre synthétique, les nouvelles longueurs d'ondes sont calculées grâce à une formule quadratique d'interpolation de Bessel. Cela permet de superposer parfaitement les longueurs d'ondes du spectre observé avec celles de chaque spectre synthétique. La méthode utilise deux points avant et après le pixel x considéré.

La formule est la suivante :

$$f(x) = (1 - p)f(x_0) + pf(x_1) + A\frac{p(p-1)}{4}$$

avec :

$$p = \frac{(x - x_0)}{(x_1 - x_0)}$$

$$x_{-1} < x_0 \leq x < x_1 < x_2$$

et :

$$A = f(x_2) + f(x_{-1}) - f(x_0) - f(x_1)$$

L'avantage de cette formule est qu'elle est très faiblement sensible au bruit dans les données (Katz et al. 1998).

Après cet ajustement horizontal, TGMET α va ajuster verticalement les flux. Cependant et malgré les différentes opérations effectuées sur les spectres observés, leur continuum n'est jamais parfaitement nettoyé des effets instrumentaux et peut être affecté par un biais pouvant donner lieu à une pente ou une courbe. Ce qui n'est pas le cas des spectres synthétiques qui sont exempts de tout effets instrumentaux.

L'ajustement se fait par la méthode des moindres carrés, χ^2 , qui est une méthode mathématique qui permet d'estimer quantitativement l'adéquation d'un modèle aux mesures. Le χ^2 réduit de l'ajustement est comme une mesure de ressemblance entre le spectre observé cible et le spectre synthétique de référence. TGMET α offre la possibilité d'ajuster plusieurs intervalles spectraux différents k . La mesure de ressemblance pour chacun d'eux est calculée en trouvant les valeurs de u_k qui minimisent l'expression :

$$S_k = \frac{1}{n_k - 1} \sum_{i \in E_k} (F_{obj}(i, k) - u_k F_{ref}(i, k))^2 B_k(i)$$

avec :

$$u_k = \frac{\sum_{i \in E_k} F_{obj}(i, k) F_{ref}(i, k) B_k(i)}{\sum_{i \in E_k} F_{ref}^2(i, k) B_k(i)}$$

où :

$F_{obj}(i, k)$ est le flux du spectre cible au pixel i dans l'intervalle spectral k , $F_{ref}(i, k)$ est le flux interpolé d'un spectre synthétique décomposé en k intervalle spectral, E_k l'ensemble des pixels dans un intervalle k , n_k est le nombre d'éléments dans E_k et B_k le niveau du continuum.

Le degré global de ressemblance entre un spectre cible et un spectre synthétique est caractérisé par l'expression :

$$S' = \frac{1}{K} \sum_{k \in K} \frac{(n_k - 1) S_k}{\langle F_k \rangle}$$

où :

K est le nombre total d'intervalles spectraux et $\langle F_k \rangle$ le flux moyen du spectre cible pour chaque intervalle spectral k .

A partir du calcul effectué pour chaque spectre synthétique avec le spectre cible, TGMET α trie les spectres les plus ressemblants et fait la moyenne des paramètres des 8 premiers. Ce nombre a été fixé après plusieurs tests sur un ensemble d'étoiles avec des paramètres bien connus. Lors de ces mêmes tests nous avons cherché les intervalles spectraux

qui donnaient les meilleures estimations de chaque paramètre, par exemple en ne comparant que la zone du triplet du magnésium qui est un élément α ou bien la zone contenant la raie $H\beta$ qui est sensible à la température. Au final, il s'avère que le meilleur compromis est trouvé en comparant la totalité de l'intervalle spectral permis par les spectres synthétiques.

3.3 Les données observationnelles et tests

Pour estimer les performances de TGMET α avec la grille de spectres synthétiques de Barbuy et al. (2003) nous avons construit un échantillon de spectres observés de référence. Ces spectres sont des spectres ELODIE à haute résolution. Nous les avons choisis car ils sont disponibles en grande quantité. L'archive ELODIE (Moultaka et al. 2004) contient un ensemble de plusieurs milliers de spectres publics. De plus nous avons été impliqués dans plusieurs programmes d'observation à l'OHP avec ELODIE; les spectres obtenus sont maintenant inclus dans l'archive. Notre base de données contient un nombre total de 3647 spectres.

La largeur à mi-hauteur des raies dans la partie bleu d'un spectre ELODIE est de 7.4 km.s^{-1} et de 7.0 km.s^{-1} dans la partie rouge. Cela correspond à une résolution moyenne de $R \sim 42\,000$. Le domaine de longueur d'onde s'étend de 3892 \AA à 6817 \AA et est décomposé en 67 parties que l'on appelle ordres.

Dans notre sélection des spectres, pour évaluer les performances de TGMET α , nous avons retenu ceux qui avaient un $\sigma_{V_r} < 7 \text{ km.s}^{-1}$, le σ_{V_r} étant l'écart-type du pic de corrélation lors de la détermination de la vitesse radiale. Cette condition permet d'éliminer les objets qui ne se prêtent pas à la comparaison avec les spectres synthétiques. Ces objets peuvent être des étoiles avec une vitesse de rotation très rapide, des binaires avec des raies spectrales élargies. Aussi, les étoiles avec un spectre doublé (spectre de deux étoiles combinées) ont été rejetées. L'échantillon ainsi obtenu a subi une deuxième sélection, en couleur. En effet on peut définir un indice de couleur, correspondant à la différence de flux photométrique dans deux bandes spectrales dites bandes photométriques (les filtres). Par exemple, le bleu (B) et le visible (V) formeront ensemble l'indice de couleur B-V dont la variation est reliée à la température de surface de l'étoile et donc à son type spectral. Nous avons ainsi gardé les étoiles qui avaient des indices de couleur suivants : $0.35 \leq B-V \leq 1.35$ et $0.75 \leq V-K \leq 3.30$. Ainsi cette sélection permet de retenir les étoiles qui ont une température effective correspondant à la gamme de température des spectres synthétiques (de 4000 K à 7000 K). Les magnitudes B et V ont été obtenues grâce au catalogue TYCHO-2 (Høg et al. 2000) qui donne BT et VT. Ces dernières ont été transformées dans le système de Johnson (un des systèmes photométriques les plus utilisés) grâce à la relation suivante : $B - V = 0.850 * (BT - VT)$. La magnitude K a été récupérée à partir du catalogue 2MASS².

2. 2MASS (Two Micron All Sky Survey) est un relevé du ciel en infrarouge (I=1.2; J=1.6 et K=2,2

Cette restriction nous donne un échantillon final d'environ 2000 spectres qui seront analysés par TGMET α .

Nous rappelons qu'un seul intervalle spectral ne sera comparé pour chaque spectre et qu'il correspond au domaine maximal permis par les spectres synthétiques, de 4590 Å à 5610 Å, ce qui correspond aux ordres 25 à 47 pour un spectre ELODIE. La figure 3.2 montre un exemple d'ajustement de flux entre un spectre observé avec son spectre synthétique le plus proche.

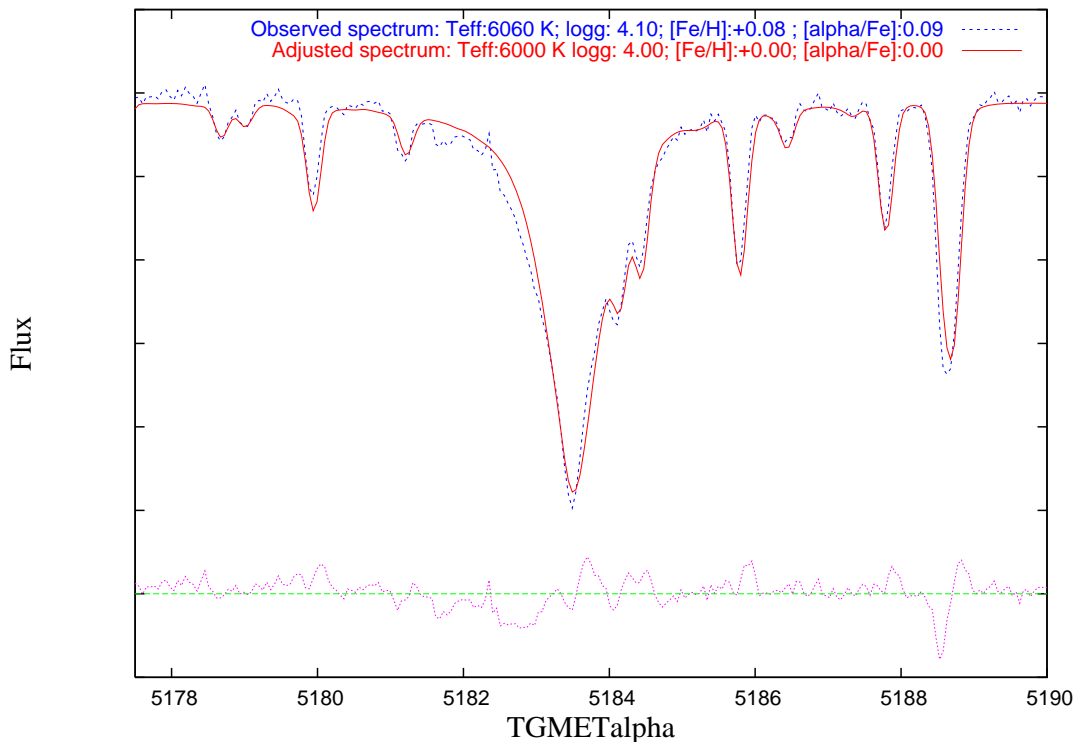


FIG. 3.2 – Une partie de deux spectres observés avec le flux ajusté de leur spectre synthétique le plus proche.

Les résultats pour les 1776 spectres sont donnés en partie dans la table 3.1. La totalité de cette table est disponible sous forme électronique au CDS³. (Centre de Données de Strasbourg).

Des effets systématiques existent parmi les résultats. Ceux-ci se produisent quand un spectre cible à un ou plusieurs de ses paramètres qui tombent dans une des limites de l'espace des paramètres définis par la grille de spectres synthétiques. Dans ce cas précis les spectres les plus proches du spectre cible ne seront pas distribués dans toutes les directions possibles de l'espace des paramètres et ainsi les valeurs calculées seront biaisées. Il utilisait deux télescopes identiques de 1.3 m de diamètre situé l'un sur le Mont Hopkins (USA, Arizona) et l'autre à Cerro Tololo (Chili).

3. <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J/A+A/438/139>

TAB. 3.1 – Extrait de la liste des 2073 spectres avec les valeurs des paramètres estimés par TGMET α . Les objets ayant des valeurs “extrêmes” sont marqués par une “*”.

HD/BD/HIP/TYC	Teff (K)	Logg (cgs)	[Fe/H]	$[\alpha/Fe]$	S/N	RV ($km.s^{-1}$)	Comments
HD043587	5786	4.08	-0.13	0.06	108.6	10.985	
HD110897	6176	4.52	-0.38	0.11	112.0	80.378	
HD004306	4846	2.33	-2.81	0.35	89.2	-61.718	*
HD043587	5786	4.08	-0.13	0.06	117.6	10.981	
HD147411	4416	1.66	-0.17	0.16	160.6	-32.667	
BD+023375	6987	4.08	-2.50	0.35	64.0	-397.931	*
...							

Voici un exemple concret : prenons un spectre cible que l’on analyse avec TGMET α , sa valeur en température est estimée à 7000 K. Celle-ci correspond à la valeur maximale permise par l’espace des paramètres de la grille des spectres synthétiques et de ce fait, il est impossible de dire si cette étoile a réellement une température de 7000 K. Il se pourrait bien que cette étoile soit beaucoup plus chaude. Ce raisonnement est aussi valable pour les autres paramètres : logg, [Fe/H] et $[\alpha/Fe]$. C’est pourquoi seules les valeurs estimées par TGMET α , qui ont une température entre $4125 K \leq Teff \leq 6825 K$; une gravité entre $0.25 \leq \logg \leq 4.75$; une métallicité entre $-2.75 \leq [Fe/H] \leq +0.25$ et enfin un rapport $[\alpha/Fe]$ entre $0.02 \leq [\alpha/Fe] \leq 0.35$ sont considérées fiables. Les valeurs au delà ou en deçà, c’est à dire “extrêmes” sont incertaines et ne seront pas considérées dans la suite.

Ces considérations nous donnent un nouvel échantillon avec des paramètres atmosphériques “propres”. Enfin nous avons rejetés les spectres qui avaient un $S/N \leq 10.0$ pour ne considérer que des spectres de qualité raisonnable. Au final, nous avons 1790 spectres pour 1496 étoiles dont un grand nombre d’entre eux ont déjà été étudiés dans la littérature et pour lesquels les paramètres atmosphériques ont été déterminés. Ces étoiles serviront de référence pour évaluer la validité et la précision des estimations faites par TGMET α .

3.3.1 Évaluation de T_{eff}

Pour évaluer les déterminations de T_{eff} par TGMET α nous avons croisé notre échantillon de 1790 spectres avec plusieurs catalogues de référence qui ont des déterminations fiables de T_{eff} : Ramírez & Meléndez (2005), Di Benedetto (1998), Blackwell & Lynas-Gray (1998), Soubiran & Girard (2005) et Mishenina et al. (2006). Le croisement donne, en tenant compte du domaine en température permis par TGMET α 1148 déterminations dans l’intervalle $4215 K \leq Teff \leq 6517 K$.

La figure 3.3 montre $Teff_{TGMET\alpha}$ en fonction de $Teff$ provenant de ces catalogues de référence. Chacun d’eux sont représentés avec des symboles différents. L’allure est bien linéaire mais avec une certaine pente. TGMET α sous-estime les hautes températures et sur-estime les plus faibles. Cet effet systématique provient certainement des modèles utilisés pour calculer la grille de spectres synthétiques, qui sont basés sur un modèle d’atmosphère solaire. Cependant il peut être corrigé avec une correction empirique linéaire selon l’expression :

$$Teff_{corrected} = 1.253 \times Teff_{TGMET\alpha} - 1340(K)$$

L'écart-type après la correction est de 150 K et reflète l'incertitude de $TGMET\alpha$ associé à la grille de Barbuy et al. (2003) convolué avec l'incertitude des déterminations issues des catalogues de référence. Celles-ci sont typiquement de l'ordre de 80 à 100 K ce qui donne une incertitude de 110-140 K pour $TGMET\alpha$ associé à sa grille actuelle.

Un autre moyen pour évaluer la précision de la méthode est de regarder la dispersion de la relation entre les températures corrigées et l'indice de couleur V-K. La figure 3.4 montre cette relation (après une sélection des valeurs photométriques de bonnes qualités) Un polynôme de degré 2 ajuste la relation avec un écart-type de ~ 164 K. L'allure observée est similaire à celle de la fig. 2 de Ramírez et Meléndez. (2005) qui est montrée dans notre fig. 3.4.

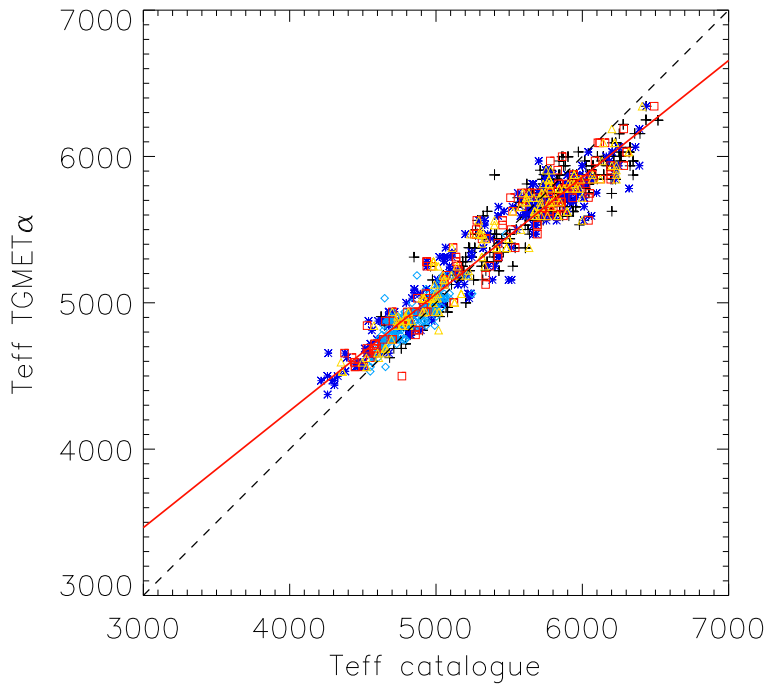


FIG. 3.3 – T_{eff} de $TGMET\alpha$ en fonction de T_{eff} de la littérature. “Plus”: Soubiran & Girard (2005) : +, Ramírez & Meléndez (2005) : *, Blackwell & Lynas-Gray (1998) : Δ , Di Benedetto (1998) : \square , Mishenina et al. (2006) : \diamond .

En conclusion, $TGMET\alpha$, associé à la grille de Barbuy et al. est capable de déterminer T_{eff} , qui cependant doit être corrigé avec une correction linéaire, avec une incertitude de ~ 130 K.

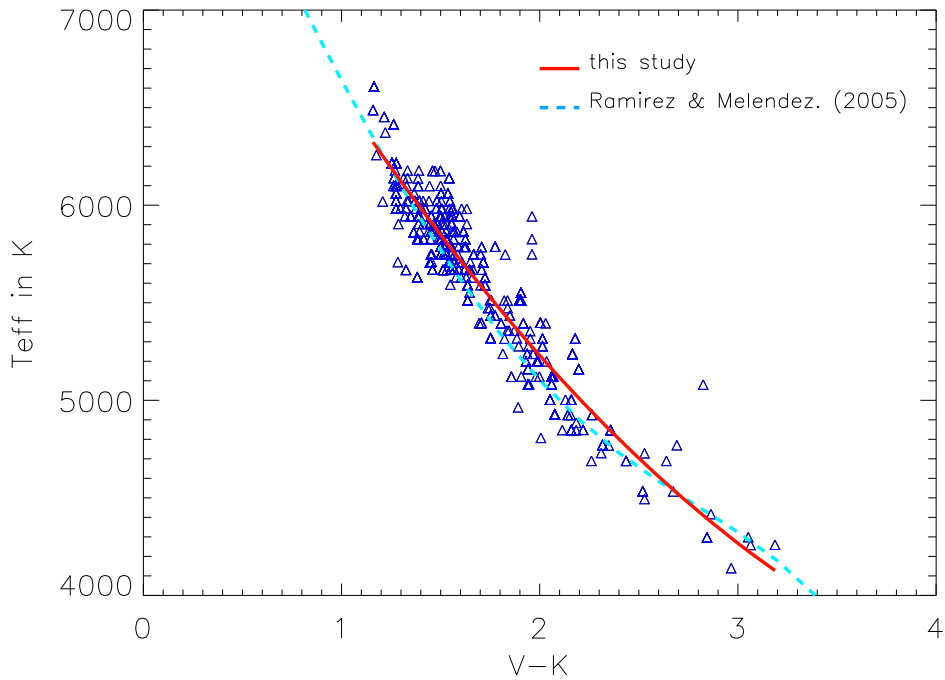


FIG. 3.4 – T_{eff} de $TGMET\alpha$, corrigé, en fonction de l'indice $V-K$. L'ajustement avec un polynôme de degré 2 est représenté par une courbe en trait plein. La relation pour les étoiles naines donnée by Ramirez & Melendez (2005) est représentée avec une courbe en pointillée.

3.4 Évaluation de $\log g$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$

Pour la métallicité et la gravité nous avons utilisé 4 échantillons à partir de la littérature (Heiter & Luck. 2003 ; Mishenina et al. 2004, 2006 ; Valenti & Fischer. 2005 et Soubiran & Girard. 2005).

En tenant compte des intervalles pour chaque paramètre permis par $TGMET\alpha$, l'intersection de notre échantillon de 1790 spectres avec ces listes donne 1084 spectres qui ont pour intervalles : $4170 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 6517 \text{ K}$, $-2.70 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.25$, $0.43 \leq \log g \leq 4.72$.

La figure 3.5 montre les résultats de la comparaison entre les valeurs $[\text{Fe}/\text{H}]$ de $TGMET\alpha$ et celles des différentes listes. On constate qu'il y a un bon accord avec un écart-type de 0.14 dex et l'écart systématique global entre les valeurs $TGMET\alpha$ et celles des listes est très faible ($\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = -0.01$ dex) et donc négligeable. Aucune pente globale n'est observable comme cela est remarqué pour T_{eff} . Cependant on constate quelques effets systématiques, ceux-ci sont dus aux pas dans la grille de spectres synthétiques. En général l'erreur typique sur la détermination de $[\text{Fe}/\text{H}]$ dans la littérature est de l'ordre de 0.10 dex. Ce qui veut dire que l'écart-type observé montre que l'incertitude entre $TGMET\alpha$ et sa bibliothèque de spectres synthétiques est aussi de l'ordre de 0.10 dex.

Nous pouvons conclure à partir de ces comparaisons que $TGMET\alpha$ donne des résultats satisfaisants dans la détermination de $[\text{Fe}/\text{H}]$ dans la gamme de métallicité : $-2.75 \leq [\text{Fe}/\text{H}]$

$\leq +0.25$. Pour la gravité, la figure 3.6 montre le même type de comparaison que précédemment. Comme pour T_{eff} la tendance globale est linéaire mais avec une pente. Les étoiles ayant une faible gravité ont un $\log g_{TGMET\alpha}$ qui est sur-estimé tandis que les sous-naines et les naines ont un $\log g_{TGMET\alpha}$ qui est sous-estimé. Cela peut-être corrigé avec une correction linéaire empirique :

$$\log g_{\text{corrected}} = 1.261 \times \log g_{TGMET\alpha} - 0.745(\text{dex})$$

L'écart-type est de 0.27 dex et reflète l'incertitude dans la détermination de $\log g$ par $TGMET\alpha$.

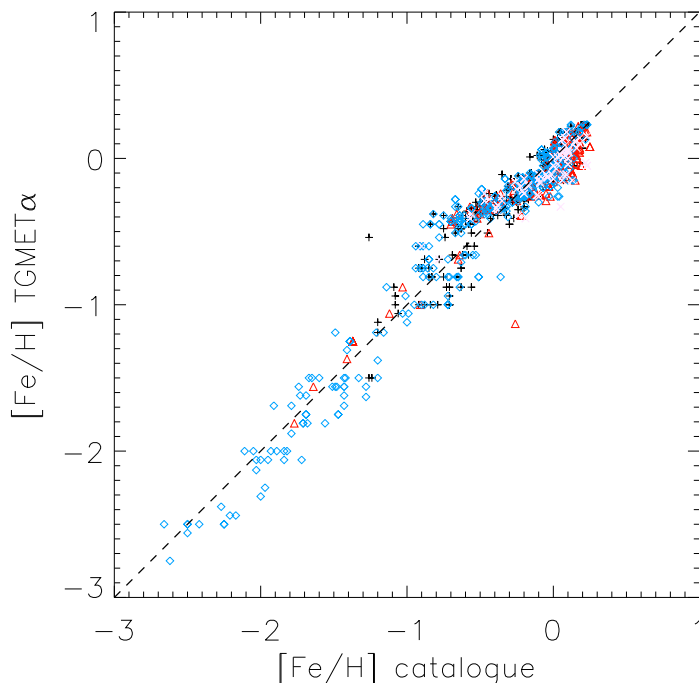


FIG. 3.5 – $[Fe/H]$ de $TGMET\alpha$ en fonction de $[Fe/H]$ de la littérature. Les auteurs sont indiqués avec des symboles différents, Soubiran & Girard (2005) : +, Mishenina et al. (2006) : \diamond , Heiter & Luck (2003) : \times , Valenti & Fischer (2005) : \triangle .

3.5 Évaluation du rapport $[\alpha/Fe]$

Les catalogues de Venn et al. (2004), Soubiran & Girard. (2005) et Mishenina et al. (2006) ont été utilisés pour tester les performances de $TGMET\alpha$ associé à la grille de spectres synthétiques de Barbuy et al. (2003) pour déterminer $[\alpha/Fe]$.

621 spectres en communs correspondant à l'intervalle fixé par $TGMET\alpha$ ($+0.02 \leq [\alpha/Fe] \leq +0.35$) ont été trouvés. $[\alpha/Fe]$ est généralement calculé en faisant la moyenne de 4

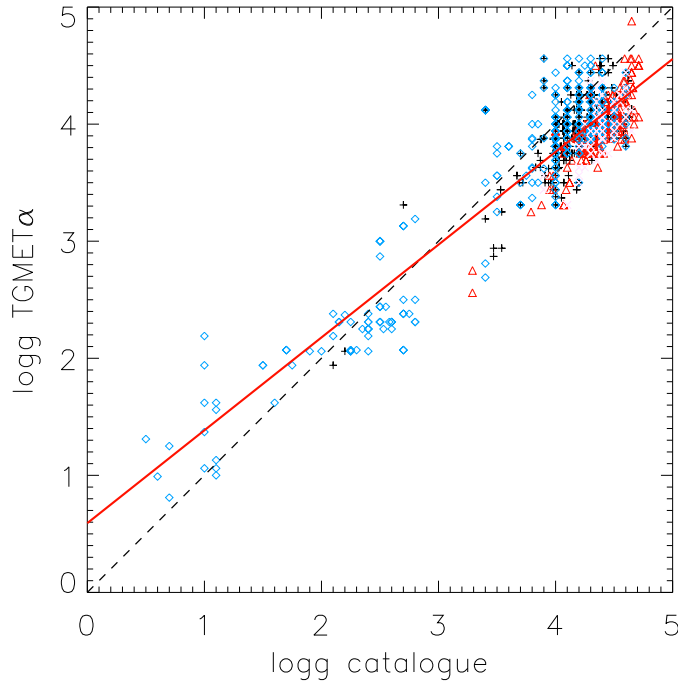


FIG. 3.6 – $\log g$ de $TGMET\alpha$ en fonction de $\log g$ de la littérature. Les symboles sont les mêmes que pour la fig. 3.5

éléments α : $[(Mg+Ca+Si+Ti)/4]/Fe$. Cependant si un de ces éléments est manquant (exemple le Ti dans la liste de Mishenina et al. 2006), la comparaison se fera avec la somme sur les 3 éléments restants.

La figure 3.7 montre la comparaison des valeurs de $TGMET\alpha$ avec celles des différentes listes. La tendance est linéaire et aucune pente n'est observable. Il y a un faible écart systématique de $\Delta([\alpha/Fe]_{TGMET\alpha} - [\alpha/Fe]_{listes}) = 0.01$ dex, c'est à dire insignifiant. Cela montre que $TGMET\alpha$ donne de bonnes estimations de $[\alpha/Fe]$ dans l'intervalle $+0.02 \leq [\alpha/Fe] \leq +0.35$. Cependant il est important de bien souligner que $TGMET\alpha$ ne peut déterminer un rapport $[\alpha/Fe]$ supérieur à 0.35. Cette limite a des conséquences importantes lorsque que l'on détermine $[\alpha/Fe]$ pour des étoiles à faible métallicité ($[Fe/H] < -1.5$). En effet ces étoiles ont généralement des valeurs de $[\alpha/Fe]$ élevées. Pour remédier à cela il faudrait une grille de spectres synthétiques avec un jeu de paramètres en $[\alpha/Fe]$ plus étendu, jusqu'à $[\alpha/Fe] = +0.6$ ou $+0.8$ dex.

3.6 Étude de l'influence du rapport S/N sur les résultats

Dans les précédents paragraphes nous avons considéré tous les spectres de notre échantillon de référence sans se soucier de leur rapport signal sur bruit (S/N) excepté une sélection avec un $S/N > 10$. Il est possible que le S/N influe sur les résultats de $TGMET\alpha$,

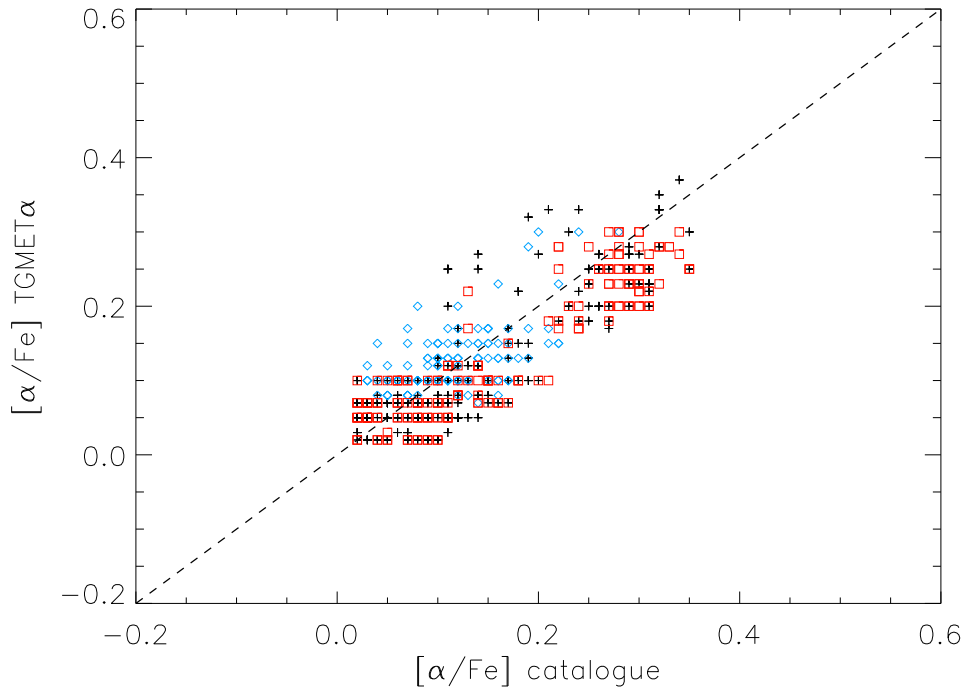


FIG. 3.7 – $[\alpha/\text{Fe}]$ de $TGMETA\alpha$ en fonction de $[\alpha/\text{Fe}]$ des différentes listes : Soubiran & Girard (2005) : +, Mishenina et al. (2006) : \diamond , Venn et al. (2004) : \square .

c'est pourquoi nous avons entrepris une série de différents tests. La distribution du S/N de notre échantillon de référence est large et est représentée dans la fig. 3.8. La fraction d'étoiles avec un S/N < 50 est importante et donc non négligeable. En séparant les spectres avec un S/N > 50 et ceux avec un S/N < 50 et en regardant les écart-types pour chaque paramètre on constate que ceux-ci sont légèrement plus faibles pour les spectres à S/N > 50. La table 3.2 résume les différentes valeurs des écart-types.

Pour aller plus loin dans cette analyse de l'influence du S/N nous avons sélectionné 100

TAB. 3.2 – écart-types pour chaque paramètres pour les spectres avec un S/N > 50 et un S/N < 50

parameters	S/N < 50	S/N > 50
rms Teff	156	142
rms logg	0.27	0.22
rms $[Fe/H]$	0.14	0.12
rms $[\alpha/Fe]$	0.05	0.05

spectres avec un haut S/N ($143 < S/N < 500$) de notre échantillon qui sont en commun avec le catalogue de Soubiran et Girard (2005). Nous avons dégradé les flux de chacun d'eux, c'est à dire diminué le S/N en introduisant un bruit dit de Poisson. Nous avons effectué plusieurs fois cette opération afin d'obtenir les S/N suivants : 5, 7, 9, 20, 30,

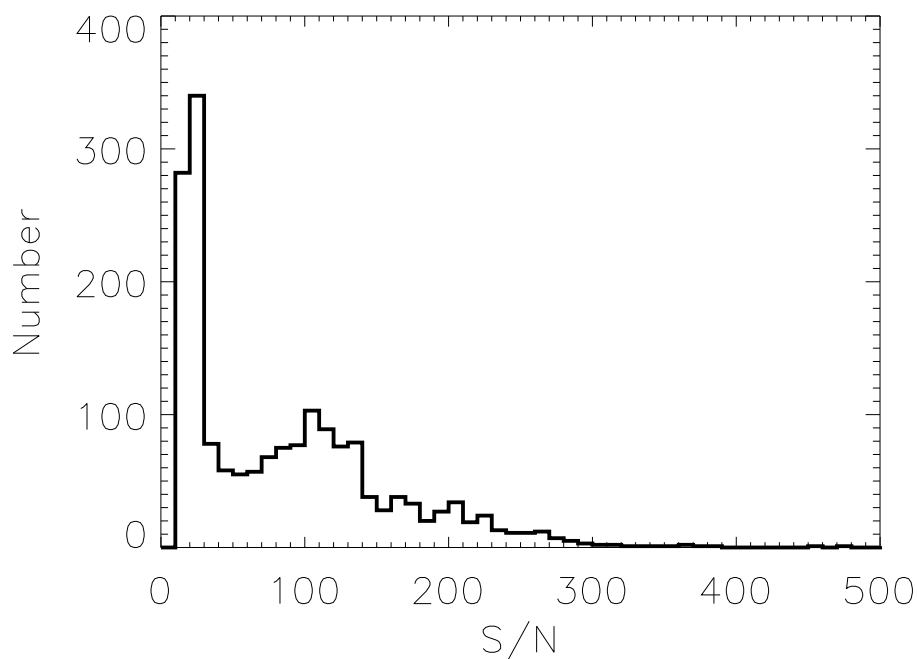


FIG. 3.8 – *Distribution du S/N de notre échantillon de 1790 spectres*

50, 75, 100. Chaque échantillon de spectres à ces différents S/N a ensuite été analysé par TGMET α . La fig. 3.9 montre l'écart entre les valeurs de TGMET α et celles des catalogues de référence pour chaque paramètre en fonction du S/N. Les barres verticales représentent les écart-types. Aucune déviation n'est visible jusqu'à un S/N de 9. Cela suggère que notre procédure d'analyse est robuste jusqu'à de faibles S/N.

3.7 TGMET α avec des spectres à moyenne et basse résolution

Nous avons jusqu'à maintenant évalué les performances de TGMET α associé à la grille de Barbuy avec des spectres à haute résolution, $R=42.000$. L'objectif de TGMET α étant de pouvoir s'adapter à différents types de spectres avec des résolutions variés, nous l'avons testé avec des spectres ELODIE dégradés à des résolutions de 10 000 et 1 000.

3.7.1 Résolution $R=10\ 000$

Pour les tests à $R=10\ 000$ nous avons utilisé les 1962 spectres mono-ordre de la dernière version de la bibliothèque ELODIE (Prugniel & Soubiran 2004)⁴. Ces spectres sont déjà

4. http://www.obs.u-bordeaux1.fr/m2a/soubiran/elodie_library.html

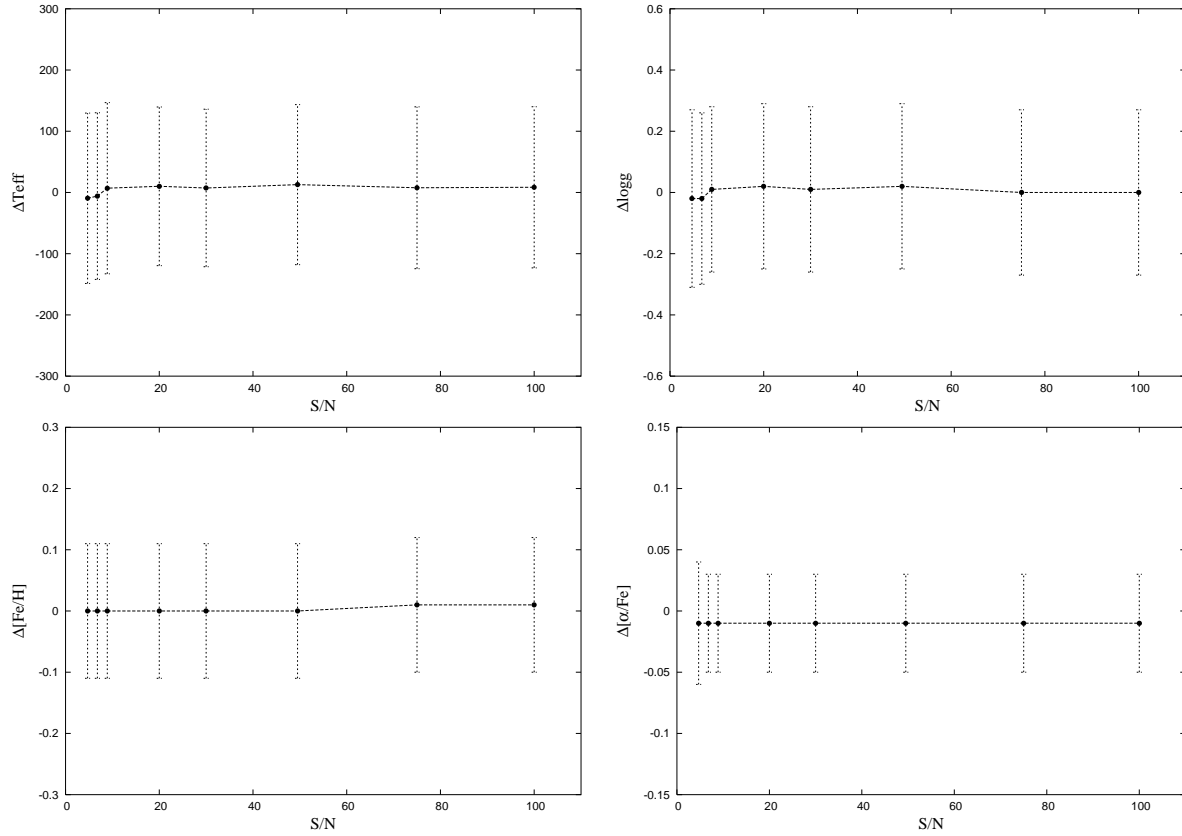


FIG. 3.9 – $\Delta(TGMET\alpha - \text{catalogues de r\'{e}f\'{e}rence})$ pour chaque param\`etre en fonction de chaque \'\echantillon de spectres d\'egrad\'es. Les barres d'erreurs repr\'esentent l'\'\e cart-type total pour chaque \'\echantillon de spectres d\'egrad\'es.

corrig\'es de leur vitesse radiale et son calibr\'es en flux. La proc\'edure d'analyse est identique \'\ celle employ\'ee pour les spectres \'\ haute r\'esolution, $R=42\,000$. L'intersection entre les spectres ELODIE et les catalogues de r\'eference en tenant compte des effets de bords dus \'\ la grille de spectres synth\'etiques donne 947 identifications pour T_{eff} , 1171 pour $\log g$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$ et 469 pour $[\alpha/\text{Fe}]$. L'ensemble de ces spectres ont \'\ t\'e analys\'es avec TGMET α . La fig. 3.10 montre les r\'esultats pour chaque param\`etre. Les corrections lin\'eaires pour T_{eff} et $\log g$ sont :

$$Teff_{\text{corrected}} = 1.256 \times Teff_{TGMET\alpha} - 1552(K)$$

$$\log g_{\text{corrected}} = 1.470 \times \log g_{TGMET\alpha} - 2.255(\text{dex})$$

Les \'\cart-types sont de 138 K pour la temp\'erature et de 0.32 pour $\log g$. La pente pour T_{eff} est tr\`es similaire \'\ celle obtenue \'\ haute r\'esolution, ce qui n'est pas le cas en revanche pour $\log g$, avec une pente plus prononc\'ee \'\ moyenne r\'esolution. Pour la m\'etallicit\'e, l'\'\cart-type est de 0.13 dex, comme \'\ haute r\'esolution mais \'\ la grande diff\'erence que, \'\ r\'esolution moyenne, TGMET α sous-estime $[\text{Fe}/\text{H}]$. Cet \'\cart syst\'ematique est de 0.22 dex. Enfin $[\alpha/\text{Fe}]$ est bien estim\'e avec un \'\cart-type de 0.06 qui est un peu plus \'\lev\'e que \'\ haute r\'esolution. Cependant il y a une l\'eg\`ere sur-estimation de $[\alpha/\text{Fe}]$ par TGMET α de 0.04 dex.

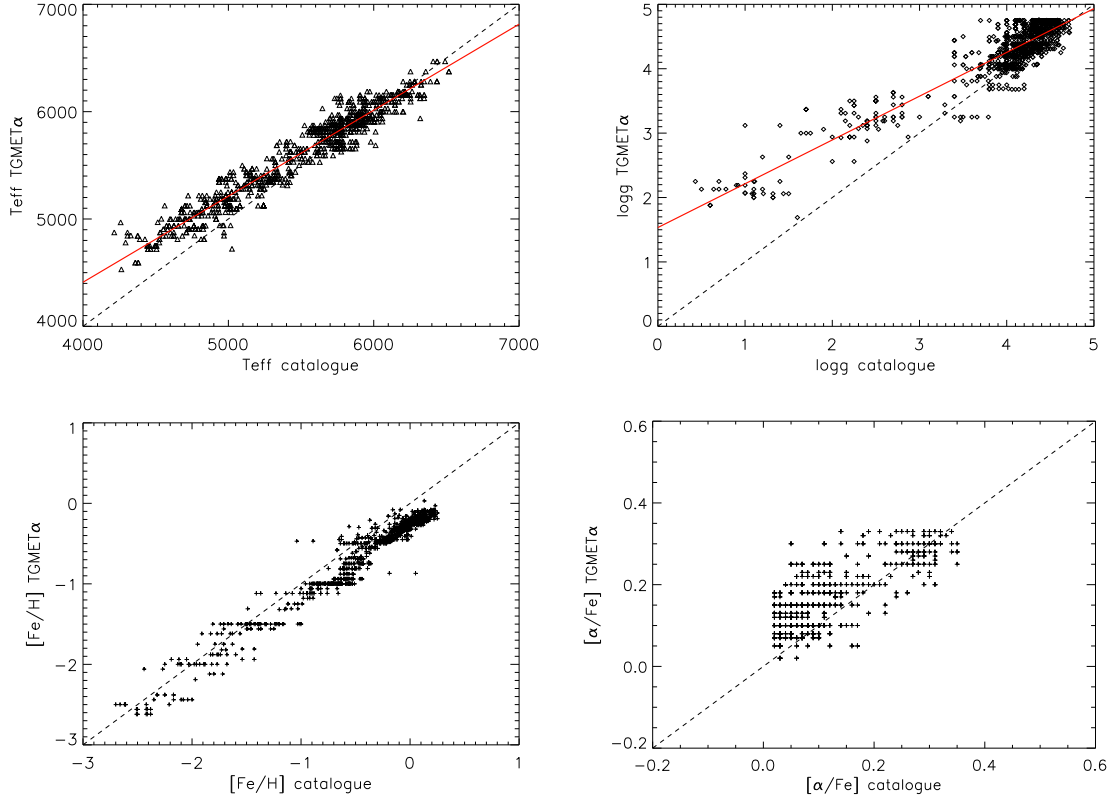


FIG. 3.10 – Résultats à $R=10\ 000$ pour T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$ donnés par TGMET α en fonction de ceux des échantillons de référence.

À cette résolution, $R=10\ 000$, la détermination de chaque paramètre est robuste et est similaire à celle obtenue à haute résolution bien que quelques écarts systématiques apparaissent. Ces derniers peuvent être calibrés à partir des étoiles de référence.

3.7.2 Résolution $R=1\ 000$

TGMET α a également été testé à très basse résolution. Nous avons utilisé la bibliothèque ELODIE dégradée à $R=1\ 000$ par Allende Prieto et al. (2006). Pour cela ils ont convolué les spectres ELODIE à $R=10\ 000$ avec une fonction gaussienne afin d'obtenir une résolution 10 fois moins importante. La procédure d'analyse et les comparaisons sont absolument identiques que pour $R=10\ 000$. La fig. 3.11 montre les résultats des comparaisons pour chaque paramètre. Pour la température, T_{eff} , la dispersion augmente vers les basses températures. L'écart-type, 147 K, a augmenté par rapport à la valeur à $R=10\ 000$. Les pentes sont toujours présentes et sont plus importantes. Les corrections empiriques linéaires sont :

$$Teff_{\text{corrected}} = 1.482 \times Teff_{TGMET\alpha} - 2910(K)$$

$$logg_{\text{corrected}} = 1.615 \times logg_{TGMET\alpha} - 2.837(dex)$$

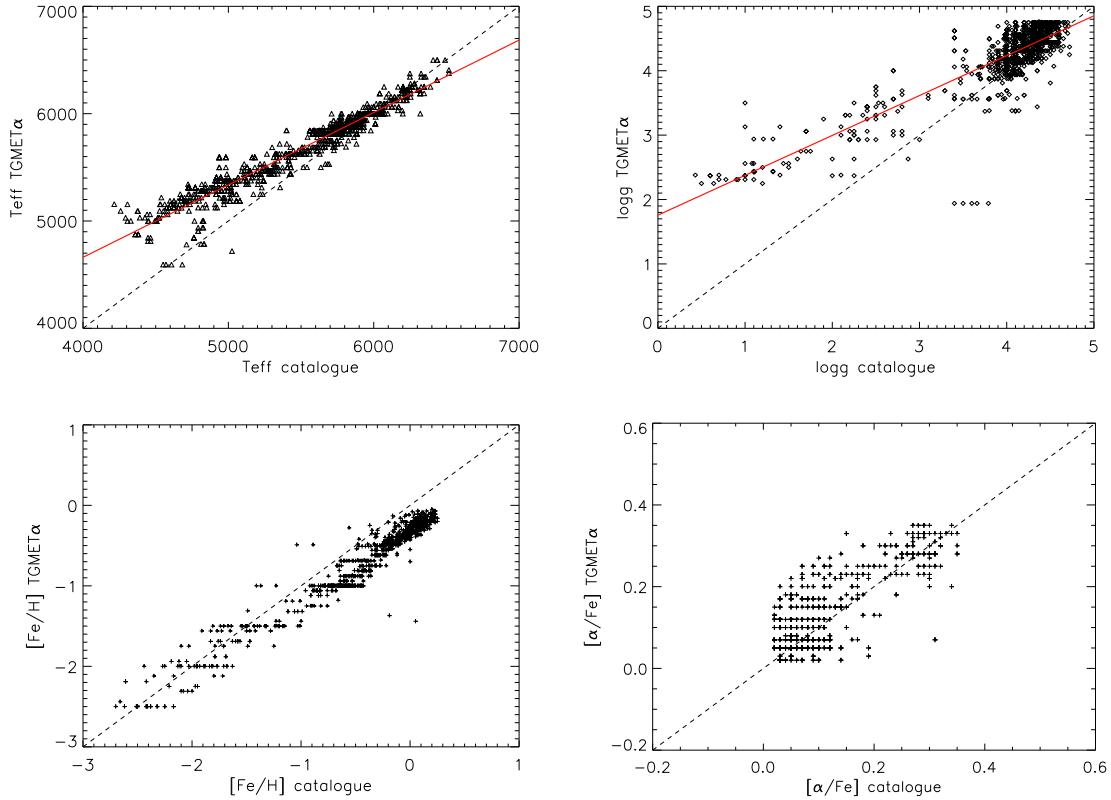


FIG. 3.11 – Résultats à $R=1\ 000$ pour T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$ donnés par TGMET α en fonction de ceux des échantillons de référence.

Les valeurs de $\log g$ sont systématiquement sur-estimées par TGMET α et après correction l'écart-type est de 0.44 dex. La série de points situés sur la droite de la figure sont en fait plusieurs spectres d'un seul et même objet : HD140283. Celui-ci a 2 spectres dans la bibliothèque ELODIE. TGMET α donne $\log g=1.94$ pour le premier et $\log g=3.56$ pour le second, ce qui correspond à la bonne valeur attendue. Après examination des deux spectres, il s'avère que le continuum du premier spectre est distordu, indiquant qu'il n'a pas été correctement redressé. Cela explique les différentes valeurs de $\log g$ entre les deux spectres.

Comme pour $R=10\ 000$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ est sous-estimé avec un écart systématique légèrement plus élevé, $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = 0.28$ et un écart-type de 0.15 dex. Cependant pour les faibles valeurs, $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$, il ne semble pas y avoir une sous-estimation par TGMET α comme observée pour des valeurs plus élevées de la métallicité. Enfin $[\alpha/\text{Fe}]$ est estimé avec un écart-type de 0.06 dex similaire à celui obtenu à $R=10\ 000$ et avec un écart systématique identique, $\Delta[\alpha/\text{Fe}] = 0.02$ dex.

Dans l'ensemble ces résultats sont similaires à ceux obtenus à $R=10\ 000$ avec cependant une plus grande dispersion, plus spécialement pour $\log g$. Cela ouvre la perspective d'analyser un grand nombre de spectres à basse résolution (par exemple les spectres du SDSS) avec TGMET α en tenant compte des calibrations avec les spectres ELODIE.

3.8 Étude des composantes cinématiques

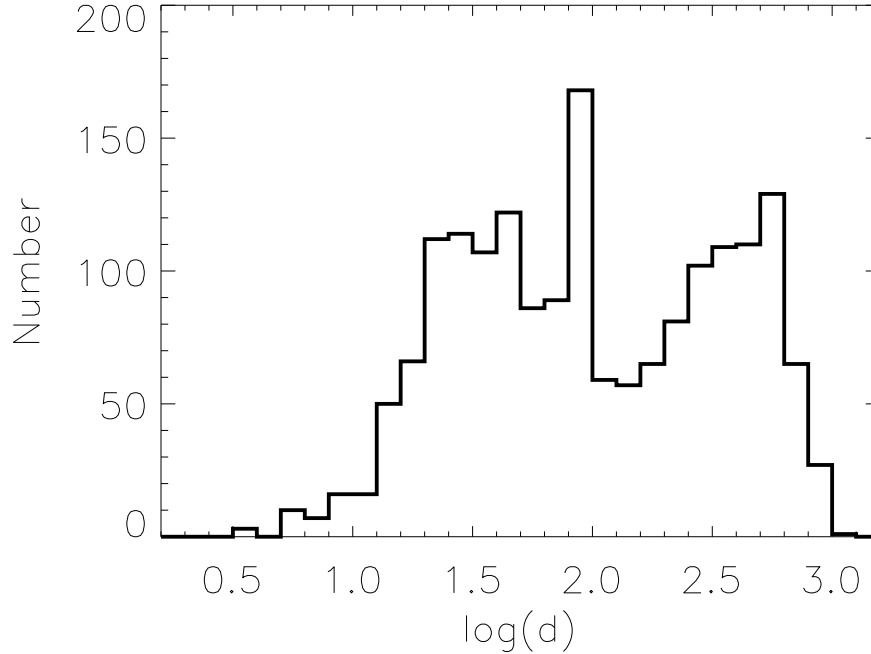


FIG. 3.12 – *Histogramme des distances en log pour notre échantillon de 1496 étoiles*

A partir de notre échantillon de 1496 étoiles analysées avec TGMETA nous avons entrepris de réaliser une étude des abondances chimiques de différentes populations cinématiques du disque galactique. Cette étude est tout à fait similaire à celle développée au chapitre précédent.

Nous avons collecté des paramètres cinématiques à partir de deux catalogues : Hipparcos (ESA 1997) et TYCHO-2 (Høg et al. 2000) afin de calculer les 3 composantes spatiales de vitesse (U, V, W) par rapport au Soleil. Pour cela nous avons besoin de la vitesse radiale, de la position, de la distance, des mouvements propres de chaque étoile. Le catalogue Hipparcos nous fournit la position, les mouvements propres et la parallaxe. Or la distance peut être obtenue grâce à la parallaxe : distance (en parsec) = $1 / \text{parallaxe (en seconde d'arc)}$. Nous avons sélectionné les étoiles qui ont une parallaxe déterminée avec précision c'est à dire avec une erreur relative $\frac{\sigma_\pi}{\pi} < 0.25$ (π étant la parallaxe et σ_π sont écart-type). Les étoiles qui ont une erreur relative plus grande ou qui ne se retrouvent pas dans le catalogue Hipparcos ont été cherchées dans le catalogue de TYCHO-2. Celui-ci nous donne la position et les mouvements propres de toutes les étoiles restantes mais pas leur parallaxe. Pour estimer la distance de ces étoiles nous avons récupéré dans TYCHO-2 la magnitude VT que nous avons transformé en magnitude visuelle m_v (calibration de Jonhson). La magnitude absolue M_v a été obtenue grâce à TGMET. Ainsi avec le module de distance ($\mu = m_v - M_v = 5 \log(d) - 5$) nous avons calculé la distance d en parsec. La figure 3.12 montre la distribution des distances de notre échantillon. Enfin, à partir de l'ensemble des

informations collectées nous avons calculé les 3 composantes spatiales de vitesse (U, V, W) par rapport au Soleil.

Les paramètres orbitaux ont été calculés en intégrant les équations de mouvement du modèle galactique d'Allen & Santillan (1993). Les paramètres adoptés sont : vitesses du Soleil par rapport au LSR, (9.7, 5.2, 6.7) km.s^{-1} (Bienaymé 1999, avec U positif en direction du centre galactique); distance galactocentrique $R_{\odot} = 8.5$ kpc et vitesse circulaire $V_{lsr} = 220 \text{ km.s}^{-1}$.

A partir des vitesses (U, V, W) nous pouvons estimer la probabilité pour chaque étoile

TAB. 3.3 – Paramètres cinématiques de chaque groupe cinématique considéré avec leur proportion dans notre échantillon.

	disque mince	disque épais	courant d'Hercule	halo
p (%)	71	14	7	8
U (km.s^{-1})	0	0	-42	0
V (km.s^{-1})	-12	-51	-51	0
W (km.s^{-1})	0	0	-7	0
σ_U (km.s^{-1})	39	63	26	160
σ_V (km.s^{-1})	20	39	9	90
σ_W (km.s^{-1})	20	39	17	90

d'appartenir à une population stellaire donnée comme le disque mince, le disque épais, le courant d'Hercule et le halo. La méthode a largement été développée dans le chapitre précédent, et est basée sur les vitesses (U, V, W) et l'ellipsoïde gaussienne de vitesse de chaque population. Nous avons adopté pour le disque mince, le disque épais et le courant d'Hercule les mêmes paramètres (moyenne et écarts types) que ceux du chapitre précédent en ajoutant les valeurs du halo de Casertano et al. (1990). Comme dans le chapitre précédent nous tenons compte des étoiles ayant une cinématique intermédiaire aux deux disques comme celles appartenant au courant d'Hercule. Notre échantillon étant différent de celui du chapitre précédent, les proportions de chaque population sont différentes. Elles ont été réévaluées en comptant parmi les 1496 étoiles celles tombant dans chaque ellipsoïde de vitesse à 2σ dans un diagramme de Toomre ($\sqrt{U^2 + W^2}$ en fonction de V). L'ensemble des paramètres cinématiques et de chaque proportion est résumé dans le tableau 3.3.

Les résultats donnent, avec une probabilité supérieure à 70%, 1044 étoiles appartenant au disque mince, 119 étoiles au disque épais et 52 étoiles au halo. Notre objectif étant d'étudier l'interface entre le disque mince et le disque épais, les étoiles intermédiaires ne seront pas considérées par la suite.

Les figures 3.13 et 3.14 montrent l'ensemble des étoiles de notre échantillon dans le plan $U-V$ et dans un diagramme de Toomre. Chaque population est bien mise en évidence. On rappelle ici que les vitesses sont exprimées par rapport au Soleil. La distinction entre le disque mince et le disque épais est claire et les étoiles du courant d'Hercule sont bien concentrées entre celles des deux disques. Les 4 populations sont également bien distinctes

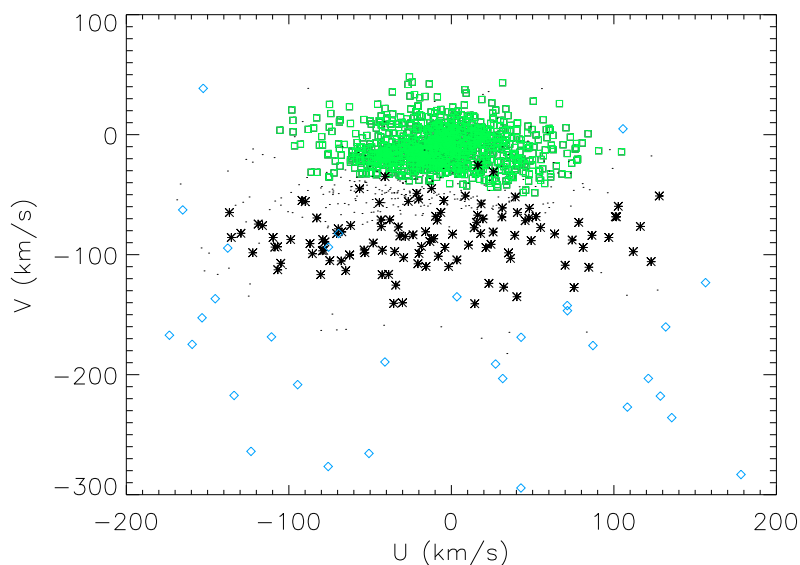


FIG. 3.13 – L'échantillon global de 1496 étoiles représenté dans le plan U - V . Les étoiles du disque mince sont représentées par des carrés verts, celles du disque épais par des asterisques noirs et le halo par des losanges bleus. Les petits points noirs représentent les étoiles intermédiaires dont les étoiles du courant d'Hercule non classées parmi les autres groupes.

dans la fig. 3.15 représentant le moment angulaire J_z en fonction de l'excentricité ecc .

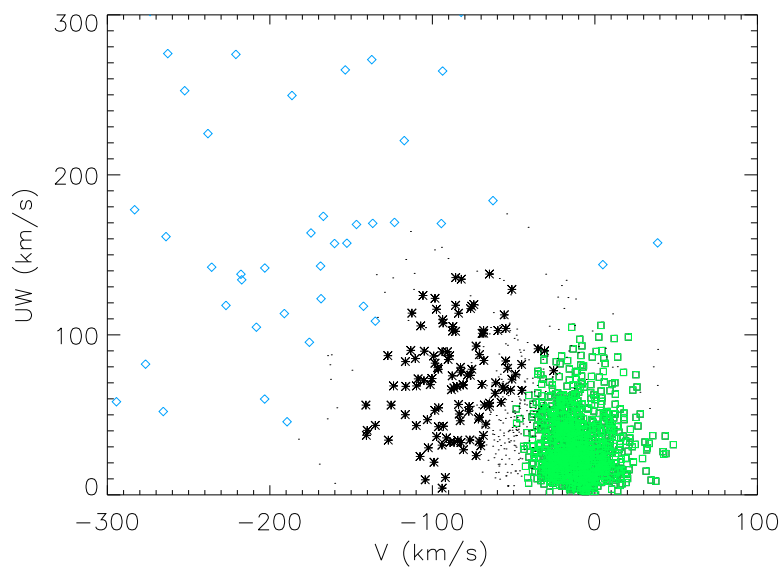


FIG. 3.14 – Mêmes symboles que la fig. 3.13 mais dans un diagramme de Toomre : $UW = \sqrt{U^2 + W^2} \text{ km.s}^{-1}$.

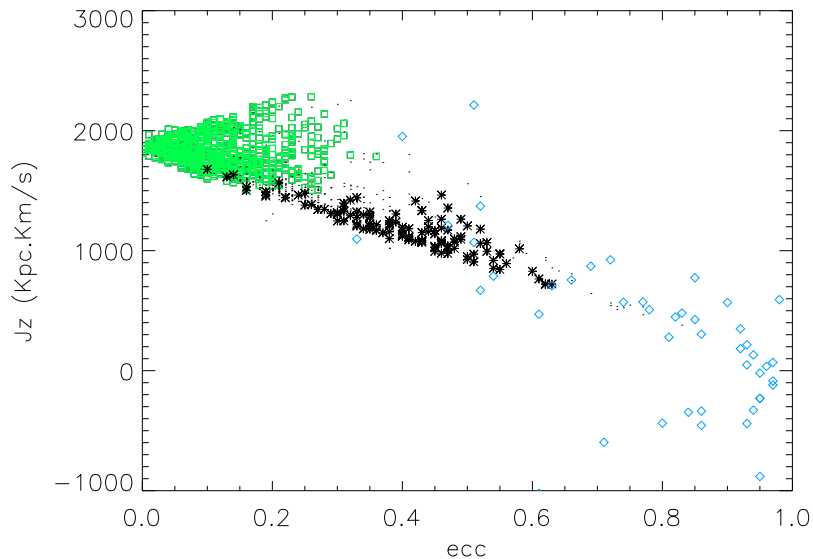


FIG. 3.15 – J_z en fonction de ecc pour l'échantillon global de 1496 étoiles. Mêmes symboles que la fig. 3.13

La figure 3.16 montre les valeurs moyennes de $[\alpha/Fe]$ par intervalle de métallicité pour les disques minces et épais. A cause de la limite en $[\alpha/Fe] = +0.35$ de TGMET α , les étoiles du halo ne seront pas considérées. En effet on observe généralement ces étoiles de faible métallicité avec un rapport $[\alpha/Fe]$ élevé. Comme déjà montré dans de précédentes études (Bensby et al. 2003, Mishenina et al. 2004 et Soubiran et Girard 2005) le disque épais est plus riche en éléments α que le disque mince à un $[Fe/H]$ donné et se chevauchent sur un grand intervalle de métallicité. Dans la gamme $-0.60 < [Fe/H] < -0.10$, les deux disques montrent une allure parallèle avec une séparation de ~ 0.10 dex en $[\alpha/Fe]$. Cela est en accord avec notre étude précédente (Soubiran & Girard 2005). Un changement de pente dans le disque épais est visible à $[Fe/H] \simeq -0.35$ et correspond au “knee” qui suggère un changement brutal des contributions des SN I et SN II à l'enrichissement du milieu interstellaire (Feltzing et al. 2003).

Bien que nous ayons éliminé les étoiles du courant d'Hercule, notre échantillon contient des étoiles à métallicité solaire avec une cinématique caractéristique du disque épais. On peut se demander alors si ces étoiles sont réellement des étoiles du disque épais? La figure 3.17 montre Z_{max} , la hauteur maximale au dessus du plan galactique atteinte par l'orbite de l'étoile, en fonction de la métallicité pour les étoiles identifiées au disque épais. Il apparaît que les étoiles à métallicité solaire et au delà ont un $Z_{max} < 500$ pc, hormis 2 exceptions (HD190360 déjà reportée dans Soubiran & Girard 2005 et TYC2538-00299-1). Ces étoiles n'ont pas seulement un faible rapport $[\alpha/Fe]$ (fig. 3.16) mais ont également une distribution spatiale plate. Ces deux faits sont plus caractéristiques au disque mince que au disque épais. Pour ces différentes raisons nous suspectons que ces étoiles ne sont pas réellement des étoiles du disque épais mais plutôt des étoiles du disque mince avec une cinématique similaire au courant d'Hercule.

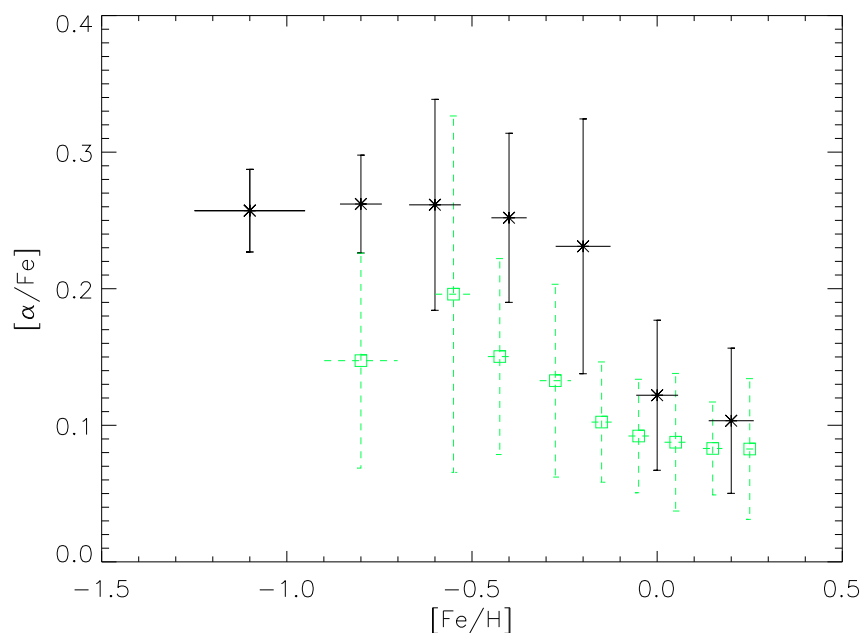


FIG. 3.16 – $[\alpha/\text{Fe}]$ moyen en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ moyen par intervalle de métallicité. Le disque mince est représenté par des losanges verts, le disque épais par des carrés rouges et le courant d'Hercule par des triangles bleus. Les barres d'erreurs correspondent aux écart-types autour de la valeur moyenne dans chaque intervalle.

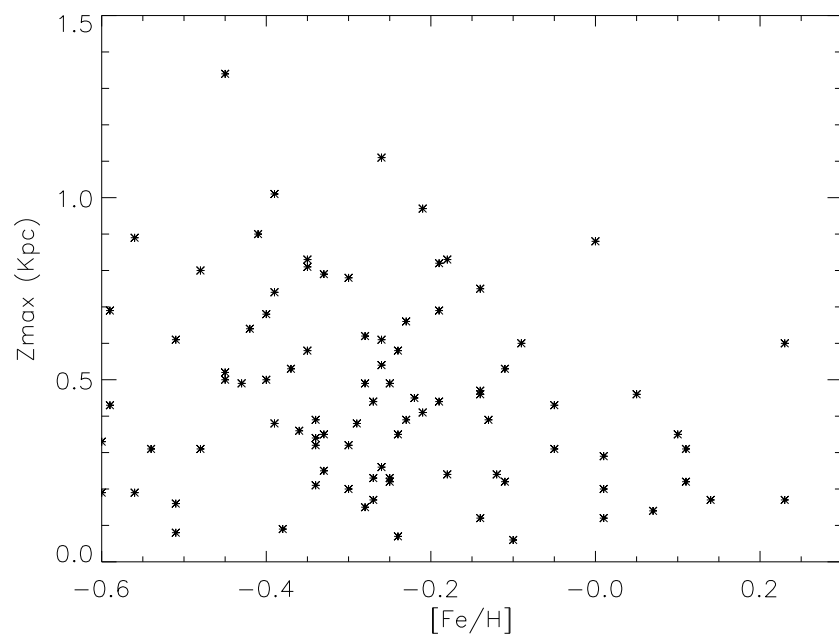


FIG. 3.17 – Z_{max} , la distance maximale atteinte par l'orbite par rapport au plan galactique en fonction de la métallicité. Les carrés rouges représentent la valeur moyenne de Z_{max} par intervalle de métallicité. Les barres d'erreurs correspondent aux écart-types autour de la valeur moyenne dans chaque intervalle.

On retrouve jusqu'ici des résultats similaires à notre étude précédente. Cependant il y a un point nouveau. Les étoiles du disque mince dans l'intervalle $-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$ n'appartiennent pas à la tendance générale du disque mince observée à plus haute métallicité à cause de leur faible $[\alpha/\text{Fe}]$. En effet la plupart des 18 étoiles appartenant à ce groupe ont un $[\alpha/\text{Fe}]$ inférieur à $+0.20$ malgré leur faible métallicité. Nous avons regardé s'il ne pouvait pas s'agir d'une erreur dans la détermination des paramètres par TGMET α mais aucune raison particulière n'apparaît.

De plus leur appartenance cinématique au disque mince ne peut pas être remise en cause du fait que ces étoiles ont des distances Hipparcos précises. De telles étoiles de faible métallicité avec de faible rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ ont déjà été mentionnées par Markasov & Borkova (2006). Nous avons cherché à partir des autres paramètres d'autres particularités de ces étoiles. Il en ressort une coupure assez nette à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.50$ (Fig. 3.18 et 3.19) et un nombre faible d'étoiles de faible métallicité. Ces mêmes figures montrent que ces étoiles ont en moyenne des orbites plus circulaires et moins hautes au dessus du plan que la tendance observée jusqu'à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.50$. Nous sommes conscient que notre échantillon peut-être affecté par des effets de sélection, c'est pourquoi ces faits devront faire l'objet d'un travail plus approfondit avec un échantillon complet. Néanmoins il est intéressant de voir que nos résultats sont en contradiction avec ceux de Markasov & Borkova (2006), aussi basé sur un échantillon biaisé, montrant que les étoiles de faible métallicité avec un faible rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ se retrouvent plus particulièrement à de hautes distances galactocentriques. Cependant l'impression générale donnée par les fig. 3.18 et 3.19 laisse penser que le disque mince est structuré avec de multiples composantes, ce qui est en accord avec les conclusions de Markasov & Borkova (2006).

Il faut envisager dans une prochaine étude d'analyser en détail ces étoiles. Confirmer avec des méthodes plus classiques leur faible rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ ainsi que leur appartenance au disque mince. Ceci dans le but d'expliquer leur origine.

3.9 Résumé et perspectives

TGMET α est un code capable de déterminer T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$ pour des étoiles géantes et naines du type FGK de manière automatique. Le code utilise une méthode dite de distance minimum, basée sur une comparaison du type χ^2 d'un spectre observé avec une grille de spectre synthétique. La principale limitation de la méthode réside dans la grille de spectre synthétique elle-même. Nous avons restreint la méthode à un espace des paramètres plus petit que celui de la grille pour éviter les effets de bords. Les résultats sont donc limités dans les domaines suivants : $4125 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 6825 \text{ K}$, $0.25 \leq \log g \leq 4.75$, $-2.75 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.25$ et $0.02 \leq [\alpha/\text{Fe}] \leq 0.35$. L'inconvénient du à cette restriction est l'impossibilité de déterminer un rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ supérieur à $+0.35$ dex. Ainsi $[\alpha/\text{Fe}]$ ne peut être considéré pour les étoiles de faible métallicité qui ont généralement un rapport plus élevé. Si l'on veut considérer l'ensemble des populations de la Voie Lactée il faut une couverture plus large en $[\alpha/\text{Fe}]$. Pour améliorer la précision des résultats il faudrait des pas plus serrés dans le jeu de paramètres de la grille de spectres synthétiques.

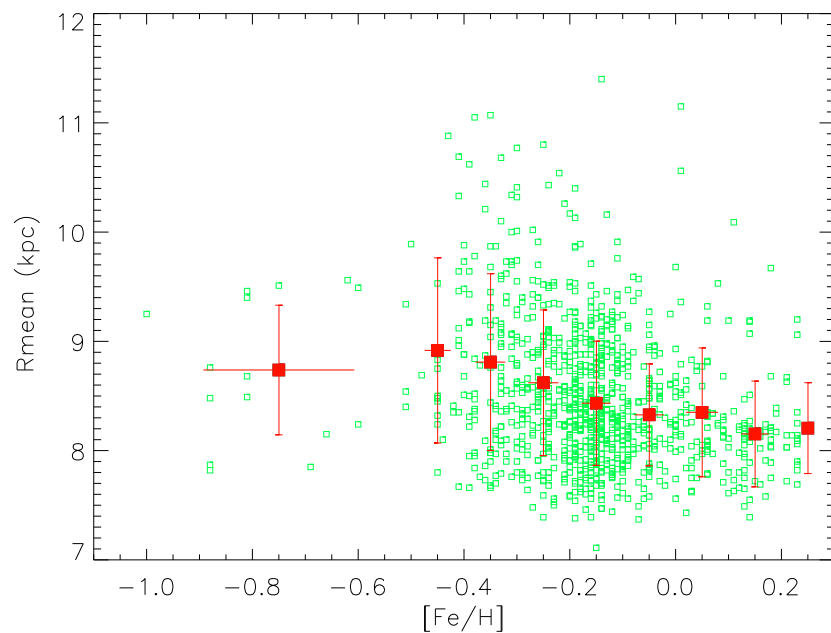


FIG. 3.18 – R_{mean} en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ par intervalle de métallicité (carrés rouges) pour les étoiles du disque mince (carrés verts). Les barres d'erreurs correspondent aux écart-types autour de la valeur moyenne dans chaque intervalle.

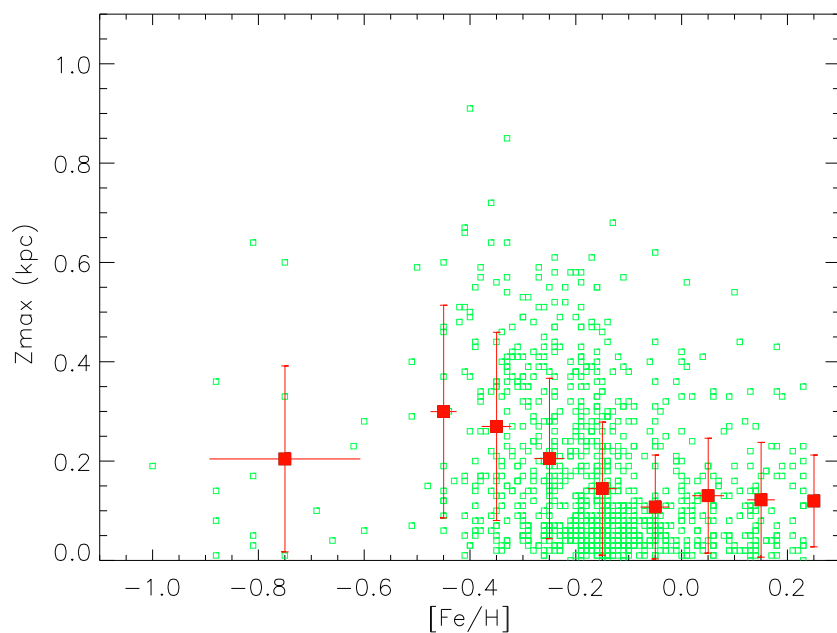


FIG. 3.19 – Z_{max} en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ par intervalle de métallicité (carrés rouges) pour les étoiles du disque mince (carrés verts). Les barres d'erreurs correspondent aux écart-types autour de la valeur moyenne dans chaque intervalle.

Par exemple des pas de 100K en T_{eff} , 0.25 en $\log g$, 0.10 en $[\text{Fe}/\text{H}]$ et 0.05 en $[\alpha/\text{Fe}]$ seraient parfaits puisqu'ils correspondent à peu près aux incertitudes dans la détermination de ces paramètres dans la littérature à partir de méthodes plus classiques. Un telle grille

serait constituée d'un très grand nombre de spectres ce qui pourrait poser des problèmes techniques liés à la mémoire ou aux calculs. Ce type de problèmes peuvent être résolus si l'on travaille à plus basse résolution. Nous avons montré dans les paragraphes précédents la capacité de TGMET α de produire des résultats similaires à R=10 000 et R=42 000. Avec cependant un écart systématique affectant la détermination de [Fe/H] à R=10 000 n'existant pas à R=42 000.

Nous avons utilisé TGMET α sur environ 2 000 spectres ELODIE. Des déterminations fiables ont été obtenues pour 1496 étoiles. Parmi ces étoiles, certaines ont déjà fait l'objet d'analyses classiques dans la littérature. Nous avons utilisé ces déterminations de paramètres atmosphériques et rapports $[\alpha/\text{Fe}]$ fiables pour effectuer des comparaisons avec nos valeurs. Cela nous a permis d'évaluer les performances de TGMET α et de corriger les effets systématiques reflétant les discordances entre un spectre synthétique et un spectre réel. Il apparaît que T_{eff} et $\log g$ doivent subir une correction linéaire. Les écarts types des différences entre les résultats de TGMET α et les valeurs de référence à partir de la littérature reflètent les incertitudes qui les affectent. Ainsi nous obtenons $\sigma_{T_{\text{eff}}} \sim 130$ K, $\sigma_{\log g} \sim 0.27$, $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} \sim 0.13$ et $\sigma_{[\alpha/\text{Fe}]} \sim 0.05$ avec des valeurs satisfaisantes jusqu'à un $S/N_{550\text{nm}}$ de 10.

Nous avons calculé les vitesses galactiques (U,V,W) pour toutes les étoiles de notre échantillon qui est le plus grand catalogue contenant des paramètres atmosphériques d'étoiles du type FGK incluant le rapport $[\alpha/\text{Fe}]$. Ce dernier a été employé pour poursuivre, avec une meilleure statistique, notre étude sur les propriétés chimiques du disque mince et du disque épais décrite dans le chapitre précédent. Les résultats, également résumé dans Soubiran & Girard (2005), sont confirmés. On observe des allures du disque mince et du disque épais similaires dans un intervalle de métallicité donné avec un écart de 0.10 dex en $[\alpha/\text{Fe}]$, un changement de pente à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.35$, une contamination du de l'échantillon du disque épais avec des étoiles du disque mince ayant une cinématique intermédiaire aux deux disques. Notre méthode est efficace pour identifier des étoiles du disque épais. Les étoiles du disque mince de faible métallicité ou avec une cinématique "chaude" devront être étudiées plus en détails.

Dans la perspective de rendre TGMET α plus universel, nous l'avons testé sur des spectres ELODIE dégradés à moyenne et basse résolution (R=10 000 et R=1 000). A ces résolutions un écart en [Fe/H] doit être corrigé pour bien correspondre à l'échelle de métallicité définie par les valeurs de référence dans la littérature. De plus, les incertitudes augmentent avec la diminution de la résolution mais restent acceptables. Ceci ouvre la perspective d'analyser des spectres provenant de spectrographes différents à des résolutions variées. (exemple les spectres basse résolution du SDSS⁵ et de RAVE⁶). Un des objectifs à court terme est de tester TGMET α dans le domaine de longueur d'onde des

5. Le projet SDSS, Sloan Digital Sky Survey consiste à établir un relevé complet de galaxies et d'étoiles dans une portion du ciel avec un télescope de 2,5m équipé de cameras CCD et de deux spectrographes.

6. Rave, pour RAdial Velocity Experiment, a pour but de déterminer les vitesses radiales et les paramètres stellaires de plusieurs millions d'étoiles de la Galaxie.

spectres de Gaia RVS afin de constituer à plus long terme un catalogue de référence avec des paramètres atmosphériques pour préparer la mission Gaia RVS.

PUBLICATION

Automated determination of T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\alpha/\text{Fe}]$ at various spectral resolutions based on observations at the OHP

P. Girard¹ and C. Soubiran¹

Observatoire Aquitain des Sciences de l'Univers, L3AB, 2 rue de l'Observatoire, BP 89, 33270 Floirac, France

Received / accepted

Abstract. We present the determination of T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$ of 1569 stars with TGMET α , a minimum distance algorithm based on a χ^2 method. It compares an observed spectrum with a grid of synthetic spectra in order to determine (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\alpha/\text{Fe}]$). TGMET α was inspired by the TGMET code developed by Katz et al. (1998). It has been developed for galactic structure studies to investigate abundance ratios versus metallicity distributions from large samples of stars of different populations. The results of TGMET α at different resolutions and S/N have been extensively tested on several hundreds spectra of stars with known (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\alpha/\text{Fe}]$) from the literature. The code is robust down to S/N=10 at high resolution, and down to a resolution as low as 1000 at higher S/N. Typical rms at high resolution are $\sigma_{T_{\text{eff}}} \sim 140$ K, $\sigma_{\log g} \sim 0.27$, $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} \sim 0.14$ and $\sigma_{[\alpha/\text{Fe}]} \sim 0.05$. The algorithm was run on 1874 ELODIE high resolution spectra in order to build a large sample of stars with kinematics, metallicity and $[\alpha/\text{Fe}]$. This new sample was used to investigate the Milky way's disk components such as the thin disk and the thick disk.

Key words. methods: data analysis - stars: abundances - stars: fundamental parameters stars: kinematics Galaxy:structure

1. Introduction

The growing number of data delivered by modern instrumentation requires full or partial automation of the process of analysis. Moreover astronomical archives give access to a quantity of good quality high resolution spectra. This is the case for instance of the ELODIE archive (Moultaka et al. 2004) which distributes several thousand of spectra. In the recent years many efforts have been put on the development of automated methods to estimate atmospheric parameters and elemental abundances from high or medium resolution spectra (Katz et al. 1998; Erspamer & North 2002, 2003; Bonifacio & Caffau 2002). These efforts have to be accentuated in the perspective of the GAIA RVS spectrograph which will provides several millions of spectra (Katz et al. 2004, Wilkinson et al. 2005).

The fast analysis of a large number of stellar spectra is particularly interesting for galactic structure studies. It gives access to radial velocities, spectroscopic distances, metallicities and $[\alpha/\text{Fe}]$ for large samples representative of the different stellar populations and helps to reconstruct the history of the Galaxy. The TGMET code (Katz et al. 1998) has been developed with this objective. Several results have been obtained (**A VOIR**). However TGMET does not estimate $[\alpha/\text{Fe}]$ which is an interest-

ing parameter to distinguish the various components of the Milky Way. α elements are preferentially produced in SNe II whereas iron peak elements are produced in both SNe II and SNe Ia so that $[\alpha/\text{Fe}]$ reflects the rate of these events. It is well established that α elements are overabundant with respect to iron in the atmosphere of halo stars, with a decreasing trend occurring among thick disk stars (Edvardsson et al. 1993). We have also clearly shown in Soubiran & Girard (2005) that at a given metallicity in the range $-0.8 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.3$, the overabundance of α elements with respect to Fe is higher amount of +0.10 dex in the thick disk as compare to the thin disk. This study of the relations between kinematics and abundances in the Milky Way's disk was based on a catalogue of 743 stars build from several spectroscopic studies compiled from the literature. The work presented here is the continuation of our study with improved statistics.

The TGMET code is a minimum distance method which compares a target spectrum to a library of observed reference spectra (Katz et al. 1998). The advantage of an empirical library is that it is realistic. The drawback is that the parameter space (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$) cannot be uniformly covered. This is even more critical if the dimension $[\alpha/\text{Fe}]$ is added. An alternative is to use a grid of synthetic spectra as the reference library. The advantage is that the parameter space is regularly sampled, even

Send offprint requests to: girard@obs.u-bordeaux1.fr

with four dimensions. The drawback is that none of the existing synthetic libraries has been assessed over the full parameter space and visible range, so that systematic differences may exist. We have however adopted this solution in order to develop a tool able to estimate the four parameters (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\alpha/\text{Fe}]$). TGMET α is similar to TGMET in its principles, except that the reference library is the grid of synthetic spectra from Barbuy et al. (2003) which offers a sampling in the $[\alpha/\text{Fe}]$ with 3 steps : 0.0, +0.2, +0.4. We have extensively tested the algorithm with a large number of ELODIE spectra of various S/N corresponding to stars with well known atmospheric parameters and abundances compiled from the literature. By comparing TGMET α parameters to the literature ones, we have observed some offsets and trends which characterise the disagreement between real and computed spectra, whereas the rms reflects the precision which can be obtained with such an automated method. We have also assessed the performances of the algorithm on ELODIE spectra degraded at $R=10000$ and $R=1000$ to investigate the possibilities offered by low and medium resolution instruments for galactic structure studies.

We describe in Sect.2 the TGMET α code and its reference library. Section 3 describes observational material and reference catalogues used to test TGMET α and reports our results. In Sect.4 we study the possible effect of S/N. We assess the performances of TGMET α at medium and low resolution in Sect. 5 and finally in Sect.6 we perform a study of kinematical galactic disk components using our large sample of stars analysed with TGMET α .

2. The TGMET α code and its reference library

TGMET α is a modified version of the TGMET code (Katz et al. 1998) written in fortran. TGMET relies on the comparison by minimum distance of an ELODIE target spectrum to a library of stars with well known parameters, also observed with ELODIE (Soubiran et al. 1998, Prugniel & Soubiran 2001, 2004). TGMET provides the stellar parameters (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, M_v) of the target spectrum by averaging the parameters of the reference stars within a given neighbourhood. The performances of TGMET strongly depend on the quality of its reference library. The density of reference spectra spanning the parameter space and the accuracy of the reference stars' parameters are the crucial properties. Since its first version (Soubiran et al. 1998) the TGMET library has been constantly improved. Typical precisions obtained with the latest version (Prugniel & Soubiran 2004) on FGK stars within $-1.2 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.5$ are $\sigma_{T_{\text{eff}}} \sim 100$ K, $\sigma_{\log g} \sim 0.20$, $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} \sim 0.12$ and $\sigma_{M_v} \sim 0.25$ (a verifier). The aim of TGMET α is to run on stellar spectra observed on any spectrograph, and to estimate also the $[\alpha/\text{Fe}]$ ratio. As the number of stars with a determination of $[\alpha/\text{Fe}]$ reliable enough to be used as reference is quite low, we have adopted the alternative of using of a grid of synthetic spectra.

Many grids of synthetic spectra exist in the literature but very few with various α elements enhancement (Coelho et al. 2005; Munari et al. 2005 and Barbuy et al. 2003). We have adopted the grid of synthetic spectra of Barbuy et al. (2003) because it gives 3 steps in $[\alpha/\text{Fe}]$: +0.0, +0.2, +0.4 whereas those computed by Munari et al. (2005) and Coelho et al. (2005) give only 2 steps in $[\alpha/\text{Fe}]$: +0.0 and +0.4.

Barbuy et al's grid, based on the grid of model atmospheres by Kurucz (1993), offers an homogeneous coverage of the parameter space. It includes 4545 synthetic spectra corresponding to the following atmospheric parameters :

$4000 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 7000 \text{ K}$ in steps of 250 K ; $0.0 \leq \log g \leq 5.0$ in steps of 0.5 ; $[\text{Fe}/\text{H}]$: -3.0, -2.5, -2.0, -1.5, -1.0, -0.5, -0.3, -0.2, -0.1, 0.0, +0.3 and $[\alpha/\text{Fe}]$: 0.0, +0.2, +0.4.

The width of the steps will limit the accuracy of the method. The wavelength range of the spectra of the grid is $\lambda\lambda 4590\text{-}5610\text{\AA}$ and are included in the wavelength range of an ELODIE spectrum : $\lambda\lambda 4000\text{-}6800\text{\AA}$ (see the next section). Figure 1 shows a part of a synthetic spectrum with variations of $[\alpha/\text{Fe}]$.

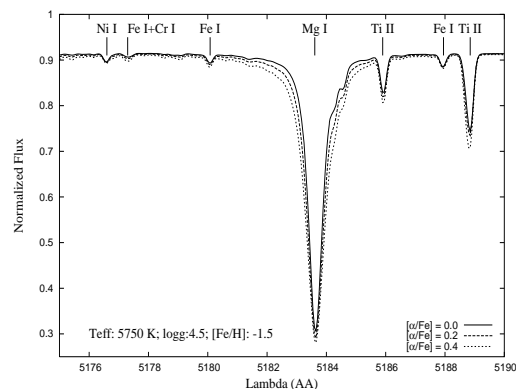


Fig. 1. A part of a synthetic spectrum with different $[\alpha/\text{Fe}]$ abundances : +0.0 ; +0.2 ; +0.4. T_{eff} , $\log g$ and $[\text{Fe}/\text{H}]$ are the same.

Before an observed spectrum can be compared to a computed one, it must have been submitted to several operations described in Katz et al. (1998) and similarly performed in TGMET α . The observed spectrum is wavelength calibrated, flat-fielded and straightened, cleaned of cosmic rays, defective pixels and telluric lines.

Synthetic spectra are convolved with a gaussian function at the resolution of the considered spectra. In this paper we have only used ELODIE spectra at $R=42000$. In echelle spectra the resolution is variable which is not the case in the synthetic spectra. However the small wavelength range considered (see the next section) allow us the ajustement of them.

Then the wavelengths have to be adjusted to take into account the radial velocity of the target spectrum. The

synthetic spectrum is shifted with a quadratic Bessel's interpolation formula (see sect. 4.1 in Katz et al. 1998).

The next step is the vertical adjustment of the fluxes. The continuum of the observed spectrum is not perfectly cleaned of instrumental effects and can be affected by a slope or even a higher order effects. The S/N of synthetic spectra is infinite which is not the case of real spectra. The mean level of observed fluxes in ADUs reflects the S/N of them. It can vary from an edge of the spectrum to another. The reduced χ^2 of the fit is then taken as a measure of resemblance between the target spectrum and the synthetic reference spectrum. The real spectra are decomposed in several spectral intervals k called orders (see the Sect. 3). The least square adjustment is computed by finding the value u_k which minimizes the expression:

$$S_k = \frac{1}{n_k - 1} \sum_{i \in E_k} (F_{obj}(i, k) - u_k F_{ref}(i, k))^2 B_k(i)$$

where:

$$u_k = \frac{\sum_{i \in E_k} F_{obj}(i, k) F_{ref}(i, k) B_k(i)}{\sum_{i \in E_k} F_{ref}^2(i, k) B_k(i)}$$

where:

$F_{obj}(i, k)$ is the flux of the target star at the i^{th} wavelength and order k . $F_{ref}(i, k)$ is the interpolated flux of a synthetic spectrum decomposed in k orders. E_k is the set of i wavelength of an order k , n_k is the number of elements in E_k , and B_k the modeled continuum used to straighten the observed spectrum.

The overall degree of resemblance between the target and the synthetic spectrum is characterized by the expression:

$$S' = \frac{1}{N - n_b} \sum_{k \in K} \frac{(n_k - 1) S_k}{\langle F_k \rangle}$$

with :

$$N = \sum_{k \in K} n_k$$

where :

K is the set of spectral intervals of the spectrum in the final result, n_b the number of spectral intervals of the spectrum contained in K and $\langle F_k \rangle$ the mean flux of the target star for each spectral interval. In practice with echelle spectra this expression is equivalent to a reduced χ^2 .

The final step of TGMET α is to retrieve the atmospheric parameters of the target spectrum once its distance to each synthetic spectrum has been computed. An average of the nearest neighbours' parameters is adopted. Several tests have shown that a number of 8 neighbours give the best results. The CPU time to compare a target high resolution spectrum with the grid of synthetic spectra takes approximately 12 minutes on a AlphaServer ES40.

3. Observational material and tests

This section describes the observational material and the construction of a reference sample of observed spectra which has been used to test TGMET α with the Barbuy's et al's reference library.

As observational material we use ELODIE high resolution spectra because of many data available. The ELODIE library (Prugniel & Soubiran 2001, 2004) provides a set of 1962 reconnected spectra of various atmospheric parameters. Moreover we have been involved in several observing programs and our database contains 3647 spectra.

The ELODIE échelle spectrograph at the Observatoire de Haute Provence (OHP) is described in Baranne et al. (1996). The resolution (FWHM) is 7.4 km/s in the blue and 7.0 km/s in the red corresponding to an average resolution power of $R \sim 42000$. The wavelengths range extend from 3892Å to 6817Å in 67 orders. We used the overall wavelength interval of a synthetic spectrum, $\lambda\lambda 4590-5610\text{Å}$ corresponding to the orders 25-47 in an ELODIE spectrum.

For our study, spectra with $\sigma_{vr} < 7 \text{ km.s}^{-1}$ were selected, σ_{vr} being the standard deviation of the correlation peak. This condition rejects fast rotators and binaries showing broaden spectral lines. Double lined spectra have also been rejected. A selection in colour ($0.35 < B-V \leq 1.75$) has also been performed in order to match the Teff range of the grid of synthetic spectra, corresponding to FGK stars. The B and V magnitudes have been found in the TYCHO-2 catalogue (Høg et al. 2000) and transformed into Johnson magnitudes. We obtain a final list of 2073 ELODIE stellar spectra of 1867 different stars on which we have run TGMET α .

Figure 2 shows exemples of a flux adjustment of a synthetic spectrum with the flux of an observed target spectrum.

Results are reported in the Table 1 (The full list will be available in electronic form at the CDS).

We expect that systematic effects occur when a target spectrum has parameters which fall at the edge of the parameter space defined by the reference library. In this case the nearest neighbours are not distributed in all sides and the computed parameters of the target will be shifted. In order to minimize these side effects we will consider in the following only results provides by TGMET α falling in the range : $4125 \text{ K} \leq \text{Teff} \leq 6825 \text{ K}$; $0.25 \leq \text{logg} \leq 4.75$; $-2.75 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.25$ and $0.02 \leq [\alpha/\text{Fe}] \leq 0.35$. Objects with parameters outside of at least one of these ranges are marked in the Table 1 and should be considered as quite uncertain.

These considerations give us a clean sample with atmospheric parameters and in order to compare these determinations with reference samples we have rejected stars with a $S/N \leq 10.0$ too. The final number of spectra is of 1874 for 1569 stars.

Among these spectra, many of them correspond to stars which have been well studied before and for which

4

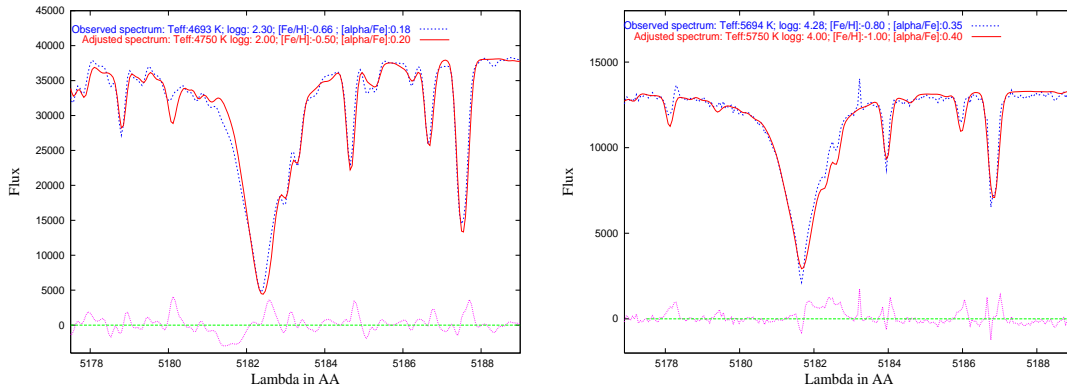
P. Girard and C. Soubiran: TGMET α 

Fig. 2. A part of observed spectra with the adjusted flux of the nearest synthetic spectrum. The residuals from the best-fitting spectra are indicated.

Table 1. A part of the list of the 2073 spectra with values of parameters from TGMET α . Objects with “extreme” value(s) are marked by one or more “*”.

HD/BD/HIP/TYC	Teff (K)	logg	[Fe/H]	$[\alpha/Fe]$	S/N	RV ($km.s^{-1}$)	Comments
HD043587	5786	4.08	-0.13	0.06	108.6	10.99	
HD110897	6176	4.52	-0.38	0.11	112.0	80.38	
HD004306	4846	2.33	-2.81	0.50	89.2	-61.72	*
HD043587	5786	4.08	-0.13	0.06	117.6	10.98	
HD147411	4416	1.66	-0.17	0.16	160.6	-32.67	
BD+023375	5787	4.08	-2.50	0.50	64.0	-397.93	
...							

the atmospheric parameters and abundances have been determined. We have used these stars as reference in order to test the performances of TGMET α .

3.1. Assessment of T_{eff} determinations

We have selected several catalogues in the literature which provide reliable determinations of T_{eff} : Ramírez & Meléndez (2005), Di Benedetto (1998), Blackwell & Lynas-Gray (1998), Soubiran & Girard (2005) and Mishenina et al. (2006). The intersection of this list with our database of 1874 spectra gives 1214 determinations of T_{eff} in the range $4132 \text{ K} < T_{\text{eff}} \leq 6517 \text{ K}$.

Figure 3 shows $T_{\text{eff}_{TGMET\alpha}}$ vs T_{eff} from the literature. The authors have been represented with different symbols and show a good agreement. The global trend is linear but with a slope. TGMET α is found to underestimate high temperatures and surestimate low temperatures. This systematic effect probably comes from the models of the grid of synthetic spectra themselves which are based on solar model atmosphere. It can be corrected with an empirical linear correction:

$$T_{\text{eff}_{\text{corrected}}} = 1.253 \times T_{\text{eff}_{TGMET\alpha}} - 1340$$

The rms, 144 K, of the fit reflects the uncertainty of TGMET α associated to Barbuy et al’s library, convolved

with the literature determinations. We deduce an uncertainty of 125-140K for TGMET α and its library. Several outliers have been examined and eliminated. Figure 4 shows the corrected temperature vs the color indice V-K (K has been retrieved from the 2MASS catalogue). Some outliers having bad quality determination have been eliminated. However there are 3 outliers ($T_{\text{eff}} \sim 5900 \text{ K}$ and $V-K \sim 2.2$) corresponding to the same star (HD219617) with different determinations of T_{eff} . HD219617 has a K magnitude very well determined by 2MASS but have 2 conflicting values of V in the literature. TYCHO-2 gives $V \sim 9.03$ whereas 11 references found in the CDS give $V \sim 8.14$. Taking into account the value from the CDS, $V-K = 1.36$, and HD219617 belongs to the trend.

A 2 degree polynomial fits the relation with an rms of $\sim 120 \text{ K}$. This trend is very similar to those of the Fig. 2 in Ramírez & Meléndez (2005) shown in our Fig. 4.

In conclusion, TGMET α associated to Barbuy et al’s library is able to provide the T_{eff} parameter, which must be corrected with a linear correction, with an uncertainty of $\sim 140 \text{ K}$.

3.2. Assessment of $[Fe/H]$ and $logg$ determinations

We have used 4 samples with determination of $[Fe/H]$ and $logg$ from the literature: Heiter & Luck (2003); Mishenina

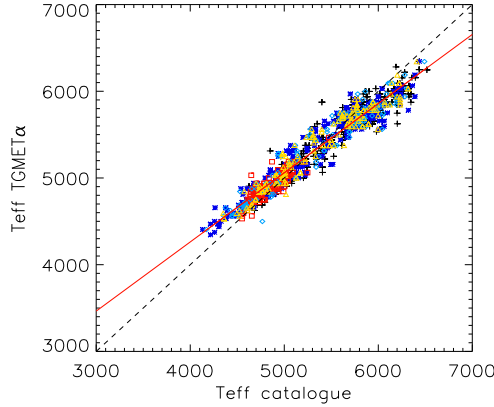


Fig. 3. Teff from TGMET α vs Teff determined by each authors. “Plus” : Soubiran & Girard (2005); “triangles” : Ramirez & Meléndez (2005); “squares” : Blackwell & Lynas-Gray (1998); “circles” : Di Benedetto (1998); “diamonds” : Mishenina et al. (2006).

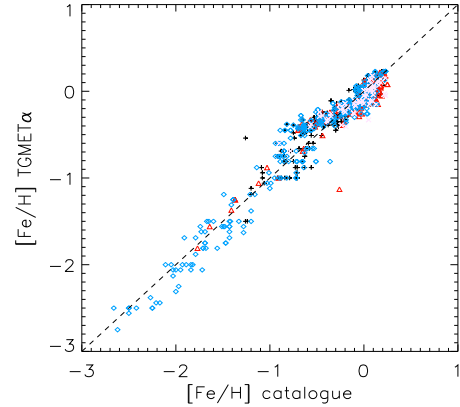


Fig. 5. [Fe/H] from TGMET α vs [Fe/H] from the literature. Authors are marked with different symbols, “Plus” : Soubiran & Girard (2005); “diamonds” : Mishenina et al. (2006); “crosses” : Heiter & Luck (2003); “triangles” : Valenti & Fischer (2005).

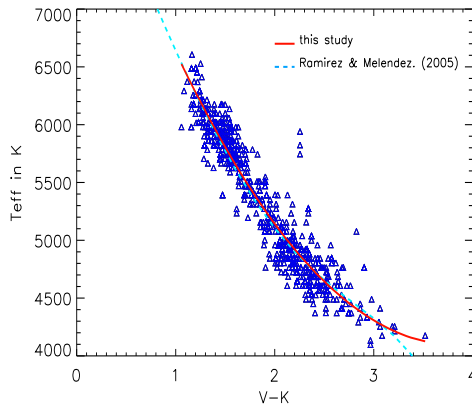


Fig. 4. Corrected Teff from TGMET α vs V-K, fitted with a degree 2 polynomial. The relation for dwarf stars derived by Ramirez & Melendez (2005) is shown by a dashed line.

et al. (2004, 2006); Valenti & Fischer (2005) and Soubiran & Girard (2005).

Taking into account the parameter range allowed by TGMET α the intersection of these lists and our sample of 1874 ELODIE observed spectra consist in 1086 spectra in the ranges : $4373 \text{ K} \leq \text{Teff} \leq 6343 \text{ K}$, $-2.70 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.25$, $0.40 \leq \text{logg} \leq 4.72$. Figure 5 shows [Fe/H] from TGMET α vs [Fe/H] from the literature. Both determinations are consistent with a rms of $\sigma[\text{Fe}/\text{H}] = 0.14$ dex. Assuming a typical uncertainty of 0.10 dex for literature determinations, this rms shows that the uncertainty due to TGMET α and its library is also 0.10 dex. The offset,

$\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = +0.01$ dex, is not significant showing that the metallicity scales of the grid and the literature are the same. Some structures are observed in the distribution and are due to the large steps in [Fe/H] in the grid of synthetic spectra. Lower steps would improve the results and would attenuate these structures. TGMET α is able to determine [Fe/H] from -2.75 to +0.25 dex with a good accuracy.

Figure 6 shows logg from TGMET α vs logg from the literature. As for Teff the global trend is linear with a slope. Giants have $\text{logg}_{\text{TGMET}\alpha}$ overestimated whereas subdwarfs and dwarfs have $\text{logg}_{\text{TGMET}\alpha}$ underestimated. This can be corrected with an empirical linear correction:

$$\text{logg}_{\text{corrected}} = 1.261 \times \text{logg}_{\text{TGMET}\alpha} - 0.745$$

The rms, 0.27, reflects the incertitude on the determination of logg.

3.3. Assessment of $[\alpha/\text{Fe}]$ determinations

The catalogues of Venn et al. (2004), Soubiran & Girard (2005) and Mishenina et al. (2006) have been used to test the performances of TGMET α associated to Barbuy et al’s library in the determination of $[\alpha/\text{Fe}]$. A set of 622 spectra with values falling in the TGMET α range have been found in common between this list and our sample of 1874 ELODIE observed spectra. We have computed $[\alpha/\text{Fe}]$ as $[(\text{Mg} + \text{Ca} + \text{Si} + \text{Ti})/4]/\text{Fe}$ or with the mean of 3 α elements if one is missing (i.e. Ti is not available in Mishenina et al. 2006). Figure 7 shows results of the comparison. The rms, 0.05, is low and the offset is negligible, $\Delta([\alpha/\text{Fe}]_{\text{ref.cat.}} - [\alpha/\text{Fe}]_{\text{TGMET}\alpha}) = -0.01$ dex. TGMET α can not determine a value higher than

6

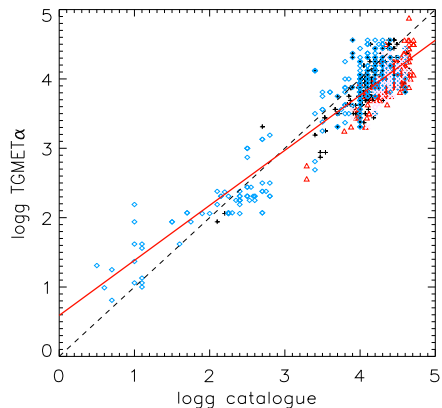
P. Girard and C. Soubiran: TGMET α 

Fig. 6. Logg from TGMET α vs logg from the reference sample. Symbols are the same as Fig. 5.

$[\alpha/\text{Fe}] = 0.35$. This limit is important because at very low metallicity ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1.5$) stars have generally a higher ratio. In this case $[\alpha/\text{Fe}]$ from TGMET α is biased towards stars with a maximum value of $[\alpha/\text{Fe}] = 0.35$ dex. A grid with a more extended steps in $[\alpha/\text{Fe}]$ is required. However TGMET α provides good estimations of $[\alpha/\text{Fe}]$ in the range $+0.02 \leq [\alpha/\text{Fe}] \leq +0.35$.

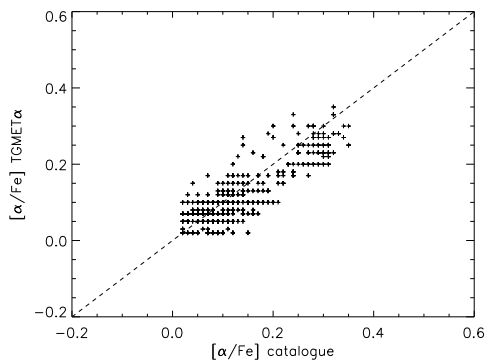


Fig. 7. $[\alpha/\text{Fe}]$ from TGMET α vs $[\alpha/\text{Fe}]$ from the reference sample.

4. The effect of S/N

In the following tests we evaluate the influence of S/N in the results of TGMET α . In the previous section we have considered all spectra of our reference sample without considering their S/N, except a cut at S/N=10. Figure 8 shows the S/N distribution of our reference sample where a large fraction has a S/N < 50. Table 2 shows the rms.

Values are slightly lower when S/N > 50. To go further

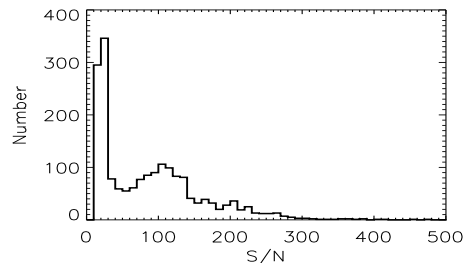


Fig. 8. Histogram of the S/N of our reference sample of 1874 spectra.

Table 2. rms of each parameters for a sample with S/N > 50 and S/N < 50.

parameters	S/N < 50	S/N > 50
rms Teff	156	142
rms logg	0.27	0.22
rms $[\text{Fe}/\text{H}]$	0.14	0.12
rms $[\alpha/\text{Fe}]$	0.05	0.05

in the study of the S/N influence we have selected 100 spectra with high S/N ($143 < \text{S/N} < 500$) in our reference database in common with the catalogue of Soubiran & Girard (2005). We have degraded their fluxes by introducing a Poisson noise corresponding to different S/N: 5, 7, 9, 20, 30, 50, 75, 100 and analysed each spectrum with TGMET α . Figure 9 shows the Δ (TGMET α - ref. catalogue) of each parameter vs S/N. The vertical bars represent the rms. No significant trend are visible. This suggests that our analysis procedure is quite robust down to a low S/N.

5. TGMET α at low spectral resolution

We have assessed the performances of TGMET α associated with Barbuy et al's library by degrading the resolution of the ELODIE spectra at R=10.000 and R=1.000.

5.1. assessment at R=10000

We have used the 1962 reconnected spectra of the latest version of the ELODIE library (Prugniel & Soubiran 2004)¹. At R=10000 this library provides spectra with corrected radial velocities and with fluxes normalized to the continuum. We have used the same procedure and catalogues as in Sect. 3. The intersection of the ELODIE

¹ http://www.obs.u-bordeaux1.fr/m2a/soubiran/elodie_library.html

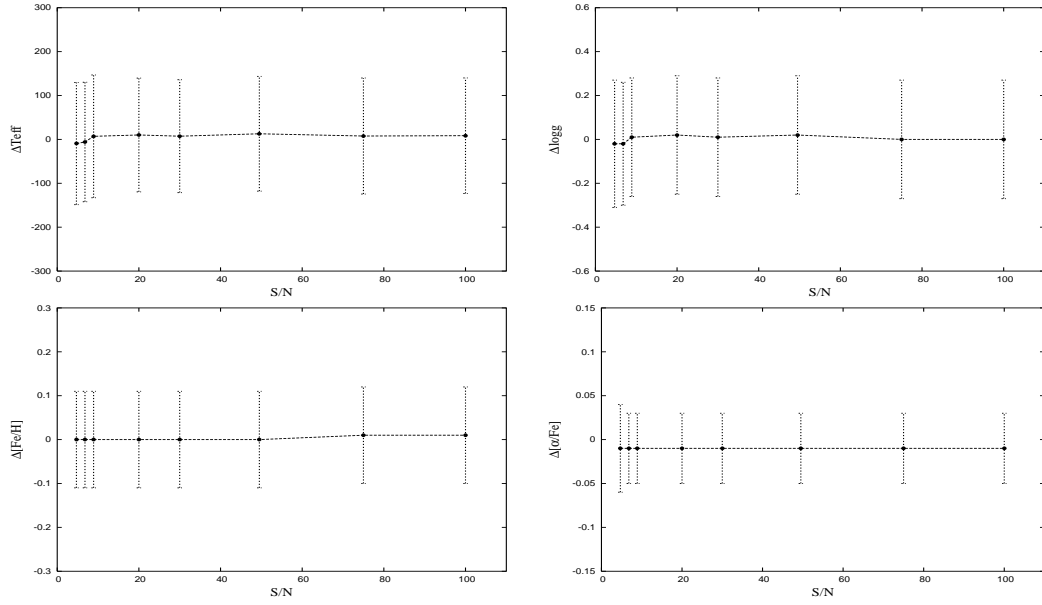


Fig. 9. Δ (TGMET α - reference sample) of parameters vs the S/N of each sample of degraded spectra. The errors bars represent the total rms for each sample of degraded spectra.

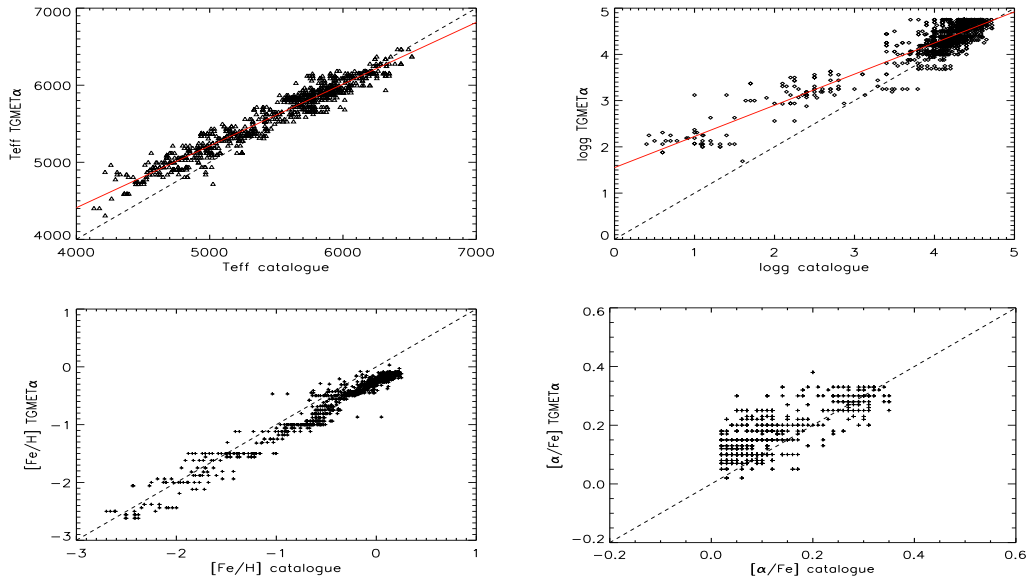


Fig. 10. Results at R=10000 for Teff, logg, [Fe/H] and [α /Fe] provided by TGMET α vs literature values.

library with the reference catalogues by taking account of side effects includes 959 identifications found for Teff, 1171 for logg and [Fe/H] and 477 for [α /Fe]. All these spectra have been analysed with TGMET α . Figure 10 shows the results for each parameter. The trends for Teff is very

similar to those at high resolution but is more important for logg which are surestimated by TGMET α . The linear corrections for Teff and logg are:

$$Teff_{corrected} = 1.248 \times Teff_{TGMET\alpha} - 1504$$

$$\log g_{\text{corrected}} = 1.484 \times \log g_{\text{TGMET}\alpha} - 2.304$$

The rms for Teff and logg are 137 K and 0.33 dex respectively. For [Fe/H] the rms, 0.14 dex, is the same as for high resolution but with a systematic offset $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = 0.23$ dex. The $[\alpha/\text{Fe}]$ ratio is correctly retrieved with an rms of 0.06 and an offset $\Delta[\alpha/\text{Fe}] = -0.04$ dex.

At this medium resolution the determination of each parameter is possible and according to the offset corrections they are similar to those obtained for the high resolution spectra.

5.2. assessment at R=1000

TGMET α has also been tested at very low resolution. We have used the ELODIE library degraded at R=1000 by Allende Prieto et al. (2005). In order to obtain the spectra at R=1.000 they have smoothed the R=10.000 spectra with a Gaussian kernel. We made the same comparisons as for R=10.000. The number of spectra from the intersection of the ELODIE library with the reference catalogues with parameters falling in the TGMET α ranges allowed change slightly. We have 960 identifications found for Teff, 1106 for logg and [Fe/H] and 477 for $[\alpha/\text{Fe}]$. Figure 11 shows the results for each parameter. The dispersion increases at low Teff. The rms is $\sigma \sim 147$ K and is higher than for higher resolutions. The linear corrections for Teff and logg are:

$$\text{Teff}_{\text{corrected}} = 1.477 \times \text{Teff}_{\text{TGMET}\alpha} - 2880$$

$$\log g_{\text{corrected}} = 1.671 \times \log g_{\text{TGMET}\alpha} - 3.071$$

The values of logg are systematically overestimated by TGMET α . After correction the rms is 0.46 dex. The 5 objects at the right of the Fig. 11 for logg correspond to the same object (HD140283) which have several determinations in the literature. HD140283 has 2 spectra in the the ELODIE library. TGMET α gives logg = 1.94 for the ones and logg = 3.56 for the second. The reason of this large difference is due to the fact that the first spectrum has a continuum perturbed, not well cleaned of instrumental effects, which is not the case for the second spectrum.

[Fe/H] is underestimated as for R=10000 by TGMET α with an higher offset, $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] = 0.27$, and with a rms of 0.15 dex. However values at $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$ seems to be not underestimated as for higher values of metallicity. Two large outliers are visible on the right of the [Fe/H] plot in the Fig. 11 and the explanation is the same as for logg.

Finally $[\alpha/\text{Fe}]$ is estimated with the same rms, 0.06 dex, and offset as for R=10000; $\Delta[\alpha/\text{Fe}] = -0.04$ dex.

Results are similar to those at R=10000 however with a higher dispersion, specially in logg.

6. Kinematical classification

The determination of [Fe/H] and $[\alpha/\text{Fe}]$ for 1569 stars allowed us to perform a study of the abundance trends in

kinematical populations of the Milky Way's disk similarly to that of Soubiran & Girard (2005). We have collected parallaxes and proper motions from the Hipparcos catalogue (ESA 1997). We have computed accurate distances for stars with $\frac{\sigma_z}{\pi} < 0.25$. Proper motions of stars with a relative error higher or which are not found in Hipparcos have been retrieved from the TYCHO-2 catalogue (Høg et al. 2000). To compute the distances we have also retrieved in TYCHO-2 the VT magnitude transformed into Johnson magnitude. The absolute magnitude were estimated with TGMET. Thus positions, radial velocities, proper motions and distances have been combined to compute the 3 components (U, V, W) of the spatial velocities with respect to the Sun. The orbital parameters have been computed by integrating the equations of motion in the galactic model of Allen & Santillan (1993). The adopted velocity of the Sun with respect to the LSR is (9.7, 5.2, 6.7) km.s^{-1} (Bienaymé 1999, U positive towards the galactic center), the solar galactocentric distance $R_\odot = 8.5$ kpc and circular velocity $V_{\text{lsr}} = 220 \text{ km.s}^{-1}$.

We have computed for every star its probability to belong to the populations following Soubiran & Girard (2005) (the thin disk, the thick disk, the Hercules stream and the halo). This on the basis of its (U,V,W) velocity and the gaussian velocity ellipsoid of the corresponding population (equations can be found in Mishenina et al. 2004). The Hercules stream has a dynamical origin (Famaey et al. 2005) and has intermediate kinematic between the thin disk and the thick disk. This population must be taken into account because it is mainly composed of thin disk stars with perturbed kinematics and could polluted the sample of thick disk stars. The kinematical parameters (mean, standard deviation, vertex deviation) which define the velocity ellipsoids, as well as the proportions of the four populations in the sample, have to be known. We adopt for the kinematical parameters those determined by Soubiran et al. (2003) for the old thin disk and the thick disk, those by Famaey et al. (2004) for the Hercules stream and those by Casertano et al. (1990) for the halo. The fraction of each population in the sample have been estimated by counting for the whole sample of 1874 spectra, stars falling inside of the 2σ limit of each velocity ellipsoid in a Toomre diagram ($\sqrt{U^2 + W^2}$ vs V). Kinematical parameters and fractions are summerized in the Table 3.

We found 1306 stars with a probability higher than 70% to belong to the thin disk, 145 stars to the thick disk and 67 stars to the halo. It is more difficult to isolate Hercules stars since their velocity distribution is greatly overlapping that of the thin and thick disks. Consequently we had to lower the probability limit down to 50% to obtain 122 stars for the Hercules sample. 234 stars could not be classified into one of each group. These remaining stars represent a mixture of intermediate stars which are not considered in the following since our aim to work on samples as pure as possible. The Toomre diagram of the whole sample is shown in Fig. 12, the four subsamples being highlighted in different colours and symbols. The Hercules stream is clearly visible as a concentration between the two disks.

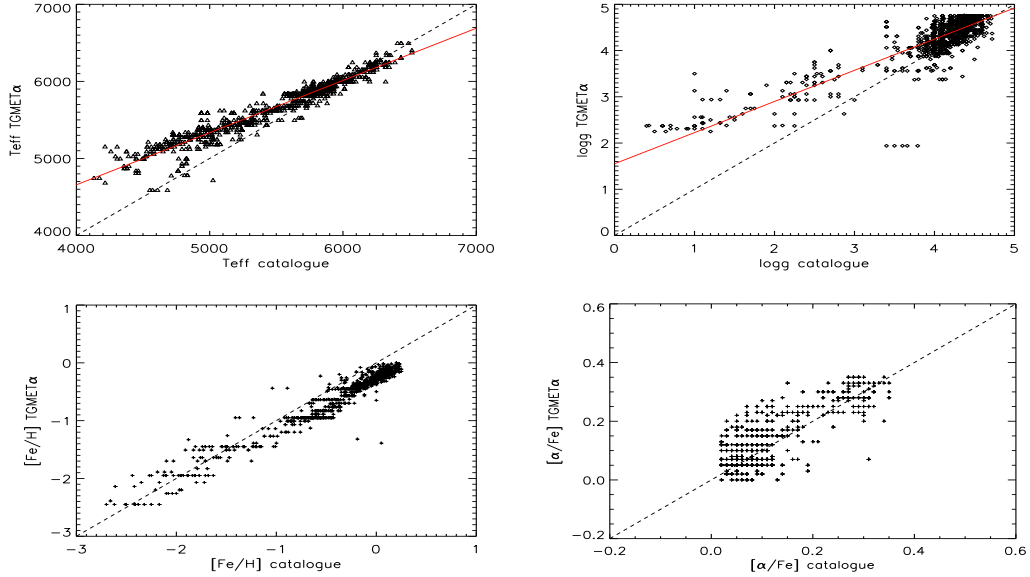


Fig. 11. Results at $R=1000$ for T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$ provided by TGMET α vs literature values.

We focussed on the abundance trends of the thin disk

Table 3. Kinematical parameters of the four considered groups and their proportion in our sample.

	thin disk	thick disk	Hercules	halo
p (%)	71	14	7	8
U (km.s^{-1})	0	0	-42	0
V (km.s^{-1})	-12	-51	-51	0
W (km.s^{-1})	0	0	-7	0
σ_U (km.s^{-1})	39	63	26	169
σ_V (km.s^{-1})	20	39	9	89
σ_W (km.s^{-1})	20	39	17	94
l_v ($^\circ$)	0	0	-5.7	0

and the thick disk showed in the Fig. 13. Because of the limit of $[\alpha/\text{Fe}] = +0.35$ the halo stars are not represented.

As shown in previous studies (i.e. Mishenina et al. 2004, Soubiran & Girard 2005) the thick disk is more abundant in α elements than the thin disk and the two disks overlap greatly in metallicity. A change of slope is visible in the thick disk at $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -0.3$ dex and corresponds to the "knee" (Feltzing et al. 2003) which suggests an abrupt change in the relative role of SNe I and SNe II.

We confirm the presence of thick disk stars at solar metallicity although we have identified the Hercules stars. The thin disk bin at low metallicity ($-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$) does not take part to the global trend of the thin disk at higher metallicity. This group of 20 stars can be decomposed into 2 subgroups: The ones (4 stars) has $[\alpha/\text{Fe}] > 0.20$ and take part in the global trend of the thin disk. The second (16 stars) has $[\alpha/\text{Fe}] \leq 0.20$ and has not ever been

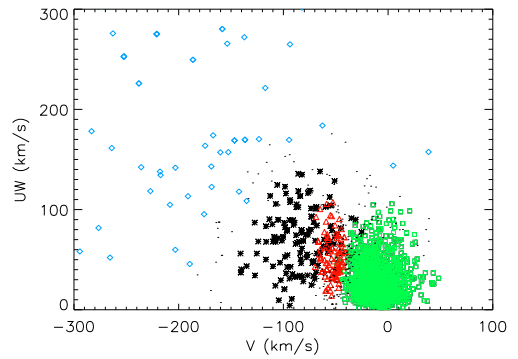


Fig. 12. The sample of 1569 stars plotted in the Toomre diagram : $UW = \sqrt{U^2 + W^2} \text{ km.s}^{-1}$. Thick disk stars are represented by black asterisks, thin disk stars by open green squares, Hercules stars by open red triangles and halo stars by open blue diamonds. The small dots correspond to stars which could not be classified into the 4 subgroups.

reported in the previous studies. These stars have $-1.00 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.62$ excepted for HD018191 with $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.62$. The high majority of these stars have accurate distances from hipparcos and good determinations of $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$. This group of stars have probably another origin than the common thin disk and must be confirmed. These results show that TGMET α provides well estimations of parameters which can be used for studies of kinematical groups of the Milky Way's disk.

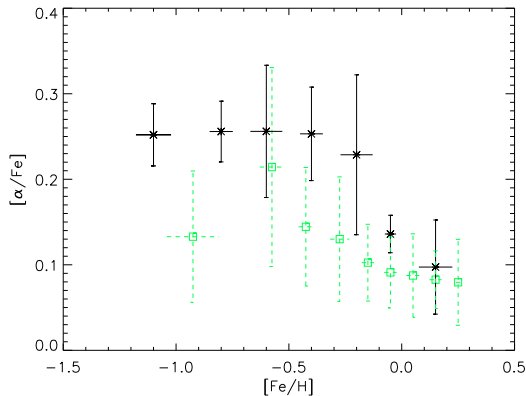


Fig. 13. $[\alpha/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ per bin of metallicity in the thin disk (green squares) and in the thick disk (black asterisks). Error bars correspond to the standard deviations around the mean value in each bin.

7. Conclusion and perspectives

We have developed TGMET α , a code able to determine T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$ of dwarf and giant FGK-type stars in an automatic way.

TGMET α is a minimum distance algorithm based on a χ^2 method. It compares an observed spectrum with a grid of synthetic spectra.

According to the space parameter of the grid of synthetic spectra only values with $4125 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 6825 \text{ K}$; $0.25 \leq \log g \leq 4.75$; $-2.75 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.25$ and $0.02 \leq [\alpha/\text{Fe}] \leq 0.35$ are considered reliable.

The mean rms from tests with reference catalogues from the literature are $\sigma_{T_{\text{eff}}} \sim 140 \text{ K}$; $\langle \sigma_{\log g} \rangle \sim 0.27$; $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} \sim 0.14$; $\sigma_{[\alpha/\text{Fe}]} \sim 0.05$ and are similar to values obtained with more classical analysis in the literature. Moreover TGMET α runs with an ELODIE spectrum at high resolution with a S/N of only 10.

We used TGMET α to determine T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$ for 1569 stars. This sample constitutes the largest catalogue of stellar atmospheric parameters of dwarf and giant FGK-type stars including the $[\alpha/\text{Fe}]$ ratio. It has been used to study the abundance trends in kinematical groups of the Milky way's disk such as the thin disk and the thick disks. The abundance trends observed confirm previous results summarized in Soubiran & Girard (2005) with however a new observational fact: the presence of a group of thin disk stars with low metallicity and low $[\alpha/\text{Fe}]$. These stars are suspected to have not probably the same origin as the common thin disk stars.

In the perspective to extend the code, spectra at low and medium resolutions ($R=10.000$ and $R=1.000$) have been tested. Dispersion increases with the decrease of the resolution but remains acceptable. According to the offset corrections obtained with ELODIE spectra at various resolutions, this opens the perspective to analyse spectra from different spectrographs at any resolutions.

However TGMET α is not a complete code yet. The next step will consist in including and testing more grids of synthetic spectra with a range of $[\alpha/\text{Fe}]$ more extended, more observed spectra from different spectrographs in different ranges of wavelength and different resolutions.

One of the first short-term objective is to test TGMET α in the wavelength range of GAIA in order to constitute at more long-term a reliable reference catalogue of stars to prepare the GAIA mission.

If you need to use TGMET α do not hesitate to contact us.

Acknowledgements. We thank Beatriz Barbuy for the providing of the grid of synthetic spectra and Carlos Allende Prieto for the providing of ELODIE $R \sim 1.000$ spectra. This research has made use of the SIMBAD and VIZIER databases, operated at CDS, Strasbourg, France. It has used data from the ESA *Hipparcos* satellite (*Hipparcos* and *Tycho-2* catalogues) and the 2MASS catalogue.

References

- Allen, C., Santillan, A., 1993, RMxAA, 25, 39
- Allende Prieto, C., Beers, T.C., Wilhem, R., Newberg, H.J., Rockosi, C.M., Yanny, B., & Lee, Y.S., 2006, ApJ, 636, 804
- Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., Adrianszyk, G., Knispel, G., Kohler, D., Lacroix, D., Meunier, J.-P., Rimbaud, G., Vin, A., 1996, A&AS, 119, 373
- Barbuy, B., Perrin, M.-N., Katz, D., Coelho, P., Cayrel, R., Spite, M., Van't Veer-Menneret, C., 2003, A&A, 404, 661
- Bienaymé O., 1999, A&A 341, 86
- Blackwell, D.E., Lynas-Gray, A.E., 1998, A&AS, 129, 505
- Bonifacio, P., & Caffau, E., 2003, A&A, 399, 1183
- Casertano, S., Ratnatunga, K.U., Bahcall, J.N., 1990, ApJ, 357, 435
- Coelho, P., Barbuy, B., Melndez, J., Schiavon, R. P., Castilho, B.V., 2005, A&A, 443, 735
- Heiter, U., Luck, R.E., 2003, AJ, 126, 2015
- di Benedetto, G.P., 1998, A&A, 339, 858
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D.L., Nissen, P.E., & Tomkin, J., 1993, A&A, 275, 101 (E93)
- Erspamer, D., & North, P., 2002, A&A, 383, 227
- Erspamer, D., & North, P., 2003, A&A, 398, 1121
- ESA, 1997, The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Noordwijk, Netherlands: ESA Publications Division, 1997
- Famaey, B., Jorissen, A., Luri, X., Mayor, M., Udry, S., Dejonghe, H., Turon, C., 2005, A&A 430, 165
- Feltzing, S., Bensby, T., & Lundström, L., 2003, A&A 397, L1
- Girard, P., Soubiran, C., 2005, "Three-dimensional Universe with Gaia", 4-7 October 2004, Observatoire de Paris-Meudon, France (ESA SP-576), eds M. Perryman & C. Turon
- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V.V., Urban, S., Corbin, T., Wycoff, G., Bastian, U., Schwkendiek, P., Wicenc, A., A&A, 355, 27
- Katz, D., Soubiran, C., Cayrel, R., Adda, M., Cautain, R., 1998, A&A, 338, 151
- Katz, D., Munari, U., Cropper, M.; Zwitter, T., Thvenin, F., et al. 2004, MNRAS, 354, 1223
- Kurucz, R.L., 1993, CD-ROM 13,14,18,23
- Mishenina, T.V., Soubiran, C., Kovtyukh, V.V., Korotin, S.A., 2004, A&A, 418, 551

P. Girard and C. Soubiran: TGMET α

11

- Mishenina, T.V., Soubiran, C., 2006, A&A, in prep
Moultaka, J., Ilovaisky, S.A., Prugniel, P., Soubiran, C., 2004, PASP, 16, 693
Munari, U., Sordo, R., Castelli, F., Zwitter, T., 2005, A&A, 442, 1127
Prugniel, P., Soubiran, C., 2001, A&A, 369, 1048
Prugniel, P., Soubiran, C., 2004, astro-ph/0409214
Ramírez, I. & Meléndez, J., 2005, ApJ, 626, 465
Soubiran, C., Katz, D., Cayrel, R., 1998, A&AS, 133, 221
Soubiran, C., Bienaymé, O., Siebert, A., 2003, A&A, 398, 141
Soubiran, C. & Girard, P., 2005, A&A, 438, 139
Valenti, J.A., Fischer, D.A., 2005, ApJS, 159, 141
Venn, K.A., Irwin, M., Shetrone, M.D., Tout, C.A., Hill, V., Tolstoy, E., 2004, ApJ, 603, 697
Wilkinson, M. I., Vallenari, A., Turon, C., Munari, U., Katz, D., et al. 2005, MNRAS, 359, 1306

Chapitre 4

Application à un grand volume de spectres : les spectres du SDSS (Sloan Digital Sky Survey)

Dans ce dernier chapitre, nous présentons notre analyse de plusieurs milliers de spectres stellaires basse résolution du SDSS (Sloan Digital Sky Survey), cela grâce à la méthode décrite dans le chapitre précédent, permettant de déterminer automatiquement les paramètres atmosphériques, T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$.

Récemment, Allende Prieto et al. (2006) ont réalisé une étude de ces mêmes spectres, mais sans être en mesure de déterminer le rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ de ces étoiles. Cependant, TGMET α , permet de combler cette lacune. De plus la grille de spectres synthétiques de Barbuy et al. a été étendue avec une valeur supplémentaire en $[\alpha/\text{Fe}]$: +0.6 ce qui permettra d'atteindre des valeurs plus élevées par rapport à la version présentée au chapitre précédent.

Mon travail s'inscrit donc dans la continuité de celui d'Allende Prieto et al. et apporte de nouvelles informations sur les propriétés du disque épais à quelques kpc du plan galactique.

Enfin, ces résultats sont aussi de nouvelles contraintes, fortes, sur les modèles de formation du disque épais.

4.1 Le Sloan Digital Sky Survey

4.1.1 La mission

Le Sloan Digital Sky Survey (SDSS) est un projet très ambitieux, impliquant de nombreuses institutions dont la plupart se trouvent aux Etats-Unis.

Il a pour objectif d'observer un quart du ciel en photométrie et spectroscopie et ainsi d'obtenir des informations relatives de plus d'un million de galaxies et de quasars.

Ainsi, il apportera une contribution très significative dans de nombreux domaines tels que l'étude des structures à grande échelle de l'Univers, l'origine et l'évolution des galaxies, les relations entre la matière noire et lumineuse, mais également la structure de la Galaxie.

Le SDSS utilise un télescope de 2.5m situé à l'observatoire Apache Point au Nouveau Mexique aux Etats-Unis. Il est équipé de plusieurs instruments capables d'obtenir des images du ciel ainsi que des spectres d'objets.

Les images sont obtenues avec une caméra de 120 mégapixels couvrant un champ de 1.5 degrés carrés, à travers 5 filtres photométriques. En mode spectroscopique, un grand nombre de fibres, jusqu'à 640, peuvent être simultanément positionnées sur le plan focal du télescope qui est équipé de deux spectrographes.

4.1.2 Les données

La mission du SDSS est maintenant terminée. Son objectif de relever un quart du ciel, en photométrie à 5 filtres à larges bandes, (*ugriz*), et d'obtenir un grand nombre de spectres, a été atteint.

Ces spectres sont à basse résolution ($R \sim 2\,000$), couvrant un large domaine de longueur d'onde, allant de 381 nm à 910 nm (Newman et al. 2004).

Les critères de sélection des cibles spectroscopiques du SDSS sont complexes (voir Strauss et al. 2002), son objectif premier n'étant pas d'observer les étoiles mais plutôt des galaxies et quasars. En effet ceux-ci retiennent environ 90% des fibres ; celles restantes sont utilisées pour observer le fond du ciel et des étoiles de la Galaxie.

Les étoiles sélectionnées sont, soit l'objet d'un intérêt particulier (ex : les naines blanches, les étoiles carbonées, les étoiles naines M évoluées, des candidates naines brunes...), soit parce qu'elles tombent dans une bande de couleur étroite prévue pour raffiner les déterminations du rougissement ou de la calibration des flux.

Cependant, une fraction des candidats quasars du SDSS se révèle être des étoiles (Stoughton et al. 2002).

Ainsi ce sont plusieurs dizaines de milliers de spectres d'étoiles qui ont été obtenus par les spectrographes du SDSS. Les spectres ont des temps d'exposition de 45 minutes et les étoiles ont une magnitude, *V*, comprise entre 14 et 22 avec un rapport signal sur bruit, *S/N* compris entre 4 et 60. Ainsi, ces étoiles peuvent être distantes de plusieurs dizaines de kpc au-dessus du plan galactique.

Près de 50 000 spectres stellaires ont été rendus public lors de la deuxième émission de données "Data Release 2: DR2" (Abazajian et al. 2004). 20 000 spectres stellaires supplémentaires ont suivi lors du DR3 (Abazajian et al. 2005).

Ces spectres sont une véritable opportunité pour étudier les différentes populations stellaires comme le disque épais et le halo, situés à quelques kpc du plan galactique. Les étoiles du SDSS qui vont particulièrement nous intéresser sont celles de faible masse. En effet, ces étoiles ont une grande durée de vie et permettent de tracer l'évolution chimique sur le long terme de la Galaxie, à condition bien sûr, d'utiliser une méthode automatique pour déterminer leurs paramètres atmosphériques, car leur grand nombre rend impossible l'utilisation de méthodes d'analyses spectroscopiques classiques.

DR3 contient 528 640 spectres, couvrant 2 527 degrés carrés du ciel.

La chaîne de traitement du SDSS a classifié 71 397 étoiles parmi eux.

4.2 Sélections en couleurs

En parallèle aux mesures spectroscopiques, chaque étoile dispose de mesures photométriques dans des bandes larges, *ugriz*, propres au SDSS.

Celles-ci s'avéreront utiles pour contraindre la gamme de température des étoiles observées.

Allende Prieto et al. (2006) ont utilisé les bandes *g* et *r* pour contraindre la gamme de température des étoiles de leur échantillon. Celle-ci s'étend de 5 000 K à 8 000 K, ce qui correspond à une sélection en couleur $0.0 \lesssim (g-r) \lesssim 0.7$ mag.

Dans notre étude, nous nous limiterons à une température maximale de 7 000 K en raison des limites imposées par la grille de référence.

C'est dans cette gamme de température que nous sélectionnerons les spectres qui seront analysées avec TGMET α .

Comme déjà mentionné plus haut, parmi ces étoiles figurent de nombreux standards utilisés pour calibrer le flux ou raffiner les déterminations du rougissement. Celles-ci sont sujettes à 2 coupures en couleur supplémentaires: $0.6 < u-g < 1.2$ et $g-r > 0.75(u-g)-0.45$. Ces sélections introduisent un biais vers les hautes métallicités ($[Fe/H] > -0.5$).

Au final ce sont plus de 13 445 spectres dans une gamme de température comprise entre $5\,000\text{ K} < T_{\text{eff}} < 7\,000\text{ K}$, qui seront analysés avec TGMET α à partir des calibrations faites avec les spectres ELODIE.

A noter qu'un certain nombre d'entre eux sera rejeté s'ils ont un ou plusieurs paramètres atmosphériques se trouvant au delà des conditions aux limites fixées par la grille de spectres synthétiques et TGMET α (voir la section 4.5 sur l'analyse des étoiles du SDSS).

4.3 Pré-traitement des spectres

Dans l'étude d'Allende Prieto et al. (2006), les spectres du DR3 ont été comparés avec des spectres synthétiques d'une manière similaire à TGMET α mais sans la possibilité d'obtenir le rapport $[\alpha/Fe]$. Les détails de leurs analyses seront développés dans les paragraphes suivants.

Pour rendre la comparaison possible, il leur a été nécessaire de traiter les spectres bruts du DR3, afin qu'ils soient cohérents avec les spectres synthétiques. Les différentes étapes du traitement de ces spectres sont largement détaillées dans Allende Prieto et al. (2006) et peuvent être résumées de la manière suivante :

Lissage des spectres, normalisation, re-échantillonnage, correction des décalages spectraux (Doppler et vitesse héliocentrique) et restriction du domaine spectral (440 nm à 550 nm).

La précision des vitesses radiales mesurée est de 5 km.s^{-1} .

Ce sont ces spectres pré-traités que j'ai pu obtenir auprès d'Allende Prieto qui seront

utilisés pour réaliser ma propre analyse avec TGMET α .

Bien que le domaine spectral final de leurs spectres ne soit pas entièrement inclu dans celui de nos spectres synthétiques (perte d'informations dans le bleu), celui-ci est toute fois largement suffisant pour permettre une comparaison fiable des spectres du SDSS avec les spectres synthétiques de Barbuy et al. (2003), ces derniers étant convolués à la même résolution ($R = 1\,000$).

Dans les prochains paragraphes, nous discuterons de la détermination des paramètres atmosphériques par la méthode d'Allende Prieto et al. (2006), par TGMET α ainsi que des résultats des calibrations effectuées avec les spectres ELODIE.

4.4 Détermination des paramètres atmosphériques

Allende Prieto et al. (2006) (A06) ont mis au point une méthode pouvant déterminer T_{eff} , $\log g$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour les spectres SDSS. Leur méthode n'est pas si éloignée de la nôtre, elle est basée sur la comparaison de spectres synthétiques avec un spectre objet.

En revanche, dans le calcul de leurs spectres synthétiques, ils ont tenu compte de l'enrichissement en éléments α selon les critères de Beers et al. (1999) suivants :

$$\begin{aligned} [\alpha/\text{Fe}] &= 0 \text{ si } [\text{Fe}/\text{H}] \geq 0 \\ [\alpha/\text{Fe}] &= -0.267 \times [\text{Fe}/\text{H}] \text{ si } -1.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] < 0 \\ [\alpha/\text{Fe}] &= +0.4 \text{ si } [\text{Fe}/\text{H}] < -1.5 \end{aligned}$$

Ces critères ne sont pas bien adaptés pour les étoiles du disque épais, qui généralement, ont un rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ supérieur à $+0.3$ dex à métallicité supérieure à -1.0 dex, jusqu'à -0.4 dex. De plus il existe des étoiles riches en éléments α à métallicité solaire ; ces critères peuvent donc entraîner des écarts systématiques importants dans la détermination de leurs paramètres atmosphériques.

Les auteurs sont conscients de ce problème mais indiquent que les effets systématiques que cela pourraient engendrer peuvent être compensés par un excès de la gravité de $+0.2$ dex et que bien que ces effets ne soient pas négligeables, ils restent inférieurs à l'erreur typique liée à la détermination de la gravité à partir des données du SDSS (voir la section 4.4.1 concernant la calibration avec les spectres ELODIE).

En revanche, ce problème ne se pose absolument pas avec TGMET α puisque la grille de spectres synthétiques utilisée dispose de plusieurs valeurs d'enrichissement en éléments α sur toute la gamme de métallicité. De plus, par rapport à la version de TGMET α présentée dans le chapitre précédent, la grille de référence s'est enrichie d'une valeur supplémentaire en $[\alpha/\text{Fe}] = +0.6$. Cela permettra de s'affranchir en partie du biais imposé par la coupure précédente à $[\alpha/\text{Fe}] = +0.35$ dex.

Cependant, il faut souligner que dans la littérature, il est rare de trouver des étoiles avec un rapport $[\alpha/\text{Fe}] = (0.25 \times (\text{Mg} + \text{Si} + \text{Ca} + \text{Ti}) / \text{Fe})$, supérieur à $+0.4$ dex.

Cette extension va nécessiter de nouvelles calibrations avec les spectres ELODIE. Celles-ci sont légèrement différentes de celles mentionnées au chapitre 3 et sont présentées dans le

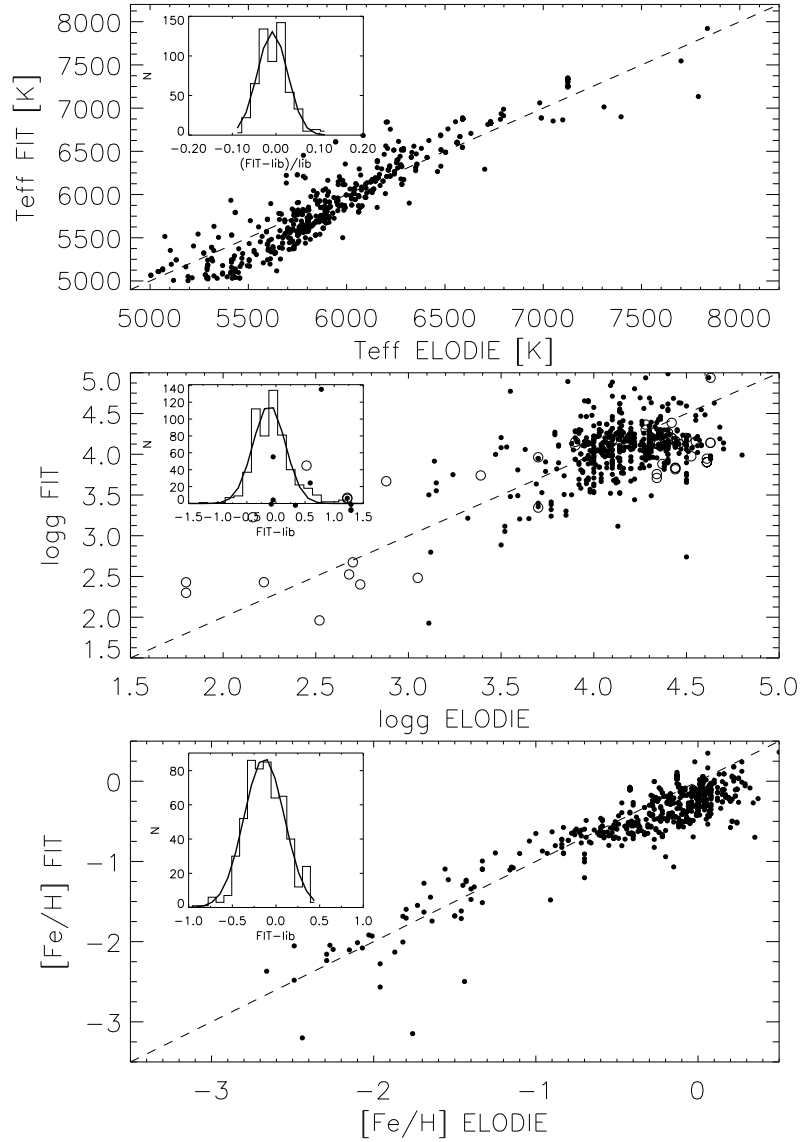


FIG. 4.1 – Résultats à $R=1\ 000$ pour T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ donnés par Allende Prieto et al. (2006) en fonction des valeurs de la bibliothèque ELODIE. Les cercles vides de la deuxième figure correspondent à un échantillon d'étoiles plus froides pour étendre la comparaison aux faibles $\log g$.

paragraphe suivant.

4.4.1 Calibration avec les spectres ELODIE, $R = 1\ 000$

A06 ont testé leur méthode sur plusieurs échantillons de spectres disponibles sur le web et ayant des déterminations de paramètres atmosphériques comme T_{eff} , $\log g$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$

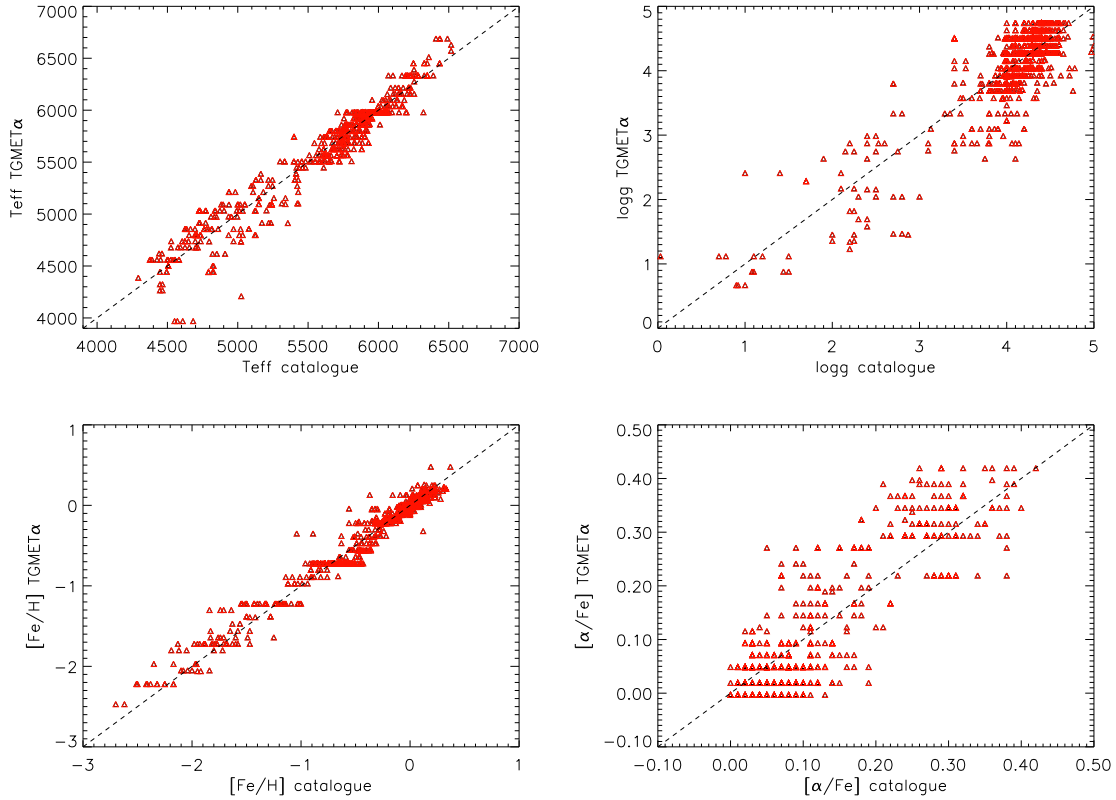


FIG. 4.2 – Résultats à $R=1\,000$ pour T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et $[\alpha/\text{Fe}]$ donnés par TGMET α en fonction des valeurs données par les échantillons de référence.

ainsi que des estimations de la magnitude absolue M_V .

Parmi leurs échantillons récupérés, figurent les 1969 spectres mono-ordre de la dernière version de bibliothèque ELODIE (Prugniel & Soubiran 2004). Ces spectres ont une résolution $R=10\,000$ et sont les mêmes que ceux utilisés dans le chapitre précédent pour tester TGMET α à cette résolution.

Ceux-ci ont été convolués à la même résolution que les spectres SDSS, $R=1\,000$ et rééchantillonnés. La figure 4.1 montre les résultats de leurs comparaisons, sur une sélection d'environ 600 spectres correspondant à des étoiles de paramètres bien connus. Les écarts systématiques et les précisions obtenues sont les suivants :

$$\begin{aligned} \Delta(T_{\text{eff}(ELODIE)} - T_{\text{eff}(A06)}) &= 50 \text{ K}; \sigma(T_{\text{eff}}) = 200 \text{ K} \\ \Delta(\log g_{(ELODIE)} - \log g_{(A06)}) &= 0.12; \sigma(\log g) = 0.28 \text{ dex} \\ \Delta([\text{Fe}/\text{H}]_{(ELODIE)} - [\text{Fe}/\text{H}]_{(A06)}) &= 0.14; \sigma([\text{Fe}/\text{H}]) = 0.23 \text{ dex} \end{aligned}$$

Les auteurs indiquent que seul l'écart en gravité (+0.2 dex) est pris en compte et corrigé dans leur analyse des spectres du SDSS pour prendre en compte les effets de l'enrichissement en éléments α à métallicité supérieure à -1.5 dex. La métallicité n'est pas corrigée car les auteurs remarquent que cet effet n'apparaît pas à métallicité $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$ dex. Il est intéressant de remarquer que l'allure observée pour la métallicité est

comparable à celle obtenue avec TGMET α , figure 3.11. Ils limiteront au final leur gamme de température à $5\,000 < T_{\text{eff}} < 7\,000$ K car au delà, les effets systématiques ne sont pas bien quantifiés. A noter que l'on peut observer une pente entre environ 5 000 K et 6 500 K, qui est comparable à celle observée dans la figure 3.11 mais avec un signe opposé.

Intéressons nous maintenant quels sont les résultats de TGMET α , illustrés dans la figure 4.2, obtenus avec la nouvelle grille étendue en $[\alpha/\text{Fe}]$, en comparaison avec plusieurs listes de références, identiques à celles utilisées dans le chapitre 3 pour tester TGMET α :

$$T_{\text{eff}(\text{corrected})} = 1.419 \times T_{\text{eff}} - 2533 \text{ (K)}$$

$$\sigma(T_{\text{eff}}) = 139 \text{ K}$$

$$[\text{Fe}/\text{H}]_{(\text{corrected})} = [\text{Fe}/\text{H}] + 0.28 \text{ dex}$$

$$\sigma([\text{Fe}/\text{H}]) = 0.12 \text{ dex}$$

$$\log g_{(\text{corrected})} = 1.404 \times \log g - 1.927 \text{ (dex)}$$

$$\sigma(\log g) = 0.35 \text{ dex}$$

$$[\alpha/\text{Fe}]_{(\text{corrected})} = [\alpha/\text{Fe}] - 0.05 \text{ dex}$$

$$\sigma([\alpha/\text{Fe}]) = 0.06 \text{ dex}$$

Par rapport aux résultats obtenus dans le chapitre 3 avec la grille plus restreinte, les valeurs des corrections linéaires à appliquer sont très similaires. Pour la métallicité, l'écart systématique n'a pas subi de modification. Les écart-types, en revanche, sont meilleurs, sauf pour $[\alpha/\text{Fe}]$ qui n'a pas changé.

Si on les compare maintenant à ceux obtenus avec la méthode de A06, ils sont sensiblement meilleurs pour T_{eff} et $[\text{Fe}/\text{H}]$ mais est légèrement moins bon pour $\log g$.

Cependant notre comparaison n'est pas identique à la leur, elle est plus poussée. En effet, nous avons utilisé plusieurs listes de référence afin d'avoir une comparaison assez fiable.

On constate également que nous n'avons pas pu tester TGMET α avec des étoiles ayant un rapport $[\alpha/\text{Fe}] > +0.42$ dex. Certains objets au delà de cette valeur ont des paramètres qui se trouvent au delà des conditions aux limites imposées par la grille de spectres synthétiques. Cependant, comme il a déjà été remarqué auparavant, peu d'étoiles ont une abondance moyenne en éléments α , $[\frac{1}{4}(\text{Mg}+\text{Si}+\text{Ca}+\text{Ti})/\text{Fe}] > +0.40$ dex.

Les résultats montrent bien que notre précision est meilleure et que notre méthode est certainement plus robuste que la leur.

Cela est notamment renforcé par le fait que nous ne faisons aucune supposition sur l'enrichissement en éléments α que doivent avoir les étoiles selon leur métallicité.

4.5 Analyse des étoiles du SDSS avec TGMET α

A partir de la sélection en couleur ($g-r$) décrite plus haut, correspondant à la gamme de température suivante: $5\,000 < T_{\text{eff}} < 7\,000$ K, ce sont donc 13445 spectres qui ont été

analysés avec TGMET α .

1037 ont été éliminés à cause des conditions au bords imposées par la grille de spectres synthétiques. Chacun des paramètres atmosphériques des 12408 spectres restants ont été corrigés à partir des calibrations faites avec les spectres ELODIE. La totalité de ces objets sont représentés dans le système de coordonnées galactique l et b dans la figure 4.3 .

C'est donc sur ces étoiles que sera basée notre analyse des propriétés du disque jusqu'à

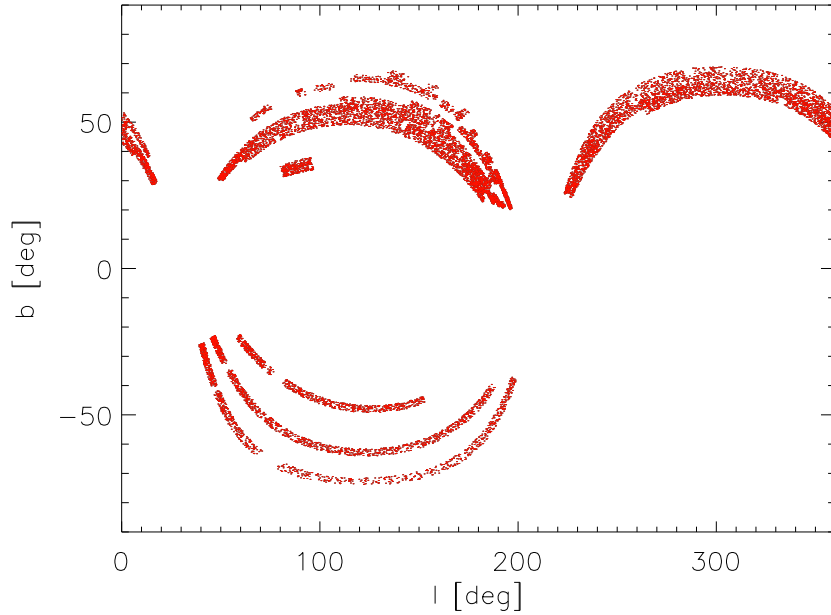


FIG. 4.3 – *Distribution des étoiles de notre échantillon final dans le système de coordonnées galactiques l et b*

plusieurs kilo-parsecs au dessus du plan galactique.

Pour cela nous avons besoin, pour ces étoiles, des paramètres supplémentaires. A06 ont calculé pour chacune d'entre elles leur distance d , leur coordonnées cartésiennes x,y,z , et polaires, R,ϕ et leur vitesse de rotation V_{rot} , dans le repère galactique.

Quelques détails de leurs calculs sont donnés dans le paragraphe suivant.

4.6 Calculs des distances, des coordonnées spatiales et des vitesses de rotation

Cette partie présente un résumé des calculs des distances, des coordonnées spatiales et des vitesses de rotation de chaque étoile par A06. L'ensemble de ces valeurs nous ont été communiquées par Allende Prieto et nous sera utile pour la suite de l'analyse de notre échantillon.

Pour connaître les distances des étoiles du SDSS, A06 ont, dans un premier temps, utilisé les grilles d'évolution stellaire calculées par le groupe de Padova (Alongi et al. 1993 ; Bressan et al. 1993 ; Bertelli et al. 1994 et Fagotto et al. 1994) pour estimer, à partir des paramètres atmosphériques et de leurs incertitudes, la magnitude absolue M_V (pour plus de détails, voir Allende Prieto et al. 2004).

Le rougissement en $B - V$ a été interpolé à partir des cartes de Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998) avec les transformations pour les bandes g et r du SDSS suivantes :

$$A_g = 3,793 E(B - V)$$

$$A_r = 2,751 E(B - V)$$

La magnitude V a été estimée à partir des magnitudes dans les différentes bandes du SDSS, *ugriz*, selon la transformation de Zhao & Newberg (A06) suivante :

$$V = g - 0.561(g - r) - 0.004$$

Vu que, la majorité de ces étoiles se trouvent à des distances plus grandes que 0.5 kpc et qu'elles sont relativement à haute latitude galactique, ces corrections peuvent être appliquées à l'ensemble de l'échantillon.

Les distances peuvent être donc estimées, $\log d = (5 + V - M_V)/5$.

Cependant, les estimations de M_V données par A06 sont systématiquement plus élevées de +0.52 mag que celles listées dans la bibliothèque ELODIE. Cet effet se retrouve également dans un deuxième échantillon test. A06 ont donc corrigé leurs valeurs de 0.50 mag, ce qui correspond à une correction d'environ 20 % des distances.

A partir de la distance d'une étoile par rapport au Soleil, il est possible de projeter sa position sur le plan galactique en coordonnées polaires, R, ϕ , ou en coordonnées cartésiennes, x, y, z . La position du Soleil est donné par la distance galacto-centrique : $R_\odot = 8$ kpc, $\phi = 0^\circ$.

Les figures 4.4, 4.5 et 4.6 montrent les différentes projections pour l'ensemble des étoiles du SDSS analysées par TGMET α .

En plus de la position des étoiles, A06 ne disposant pas des mouvements propres ont estimé leur vitesse de rotation autour de la Galaxie à partir seulement de leur vitesse radiale, cela, en faisant l'hypothèse que chaque étoile a un mouvement circulaire autour de la Galaxie avec une vitesse de rotation, V_{rot} , dans un système de coordonnées cylindriques avec comme origine le centre de la Galaxie (R, ϕ, z). Les calculs et les transformations effectués sont appropriés pour les étoiles qui ont une vitesse azimutale pure, et donc pour les étoiles du disque mince qui sont dans le plan galactique avec une faible dispersion des vitesses. Néanmoins, pour les autres populations stellaires, comme le disque épais et le halo, seules les valeurs moyennes de V_{rot} sont statistiquement significatives.

Les résultats obtenus à partir de ces paramètres en relation avec ceux donnés par TGMET α sont présentés dans le paragraphe suivant.

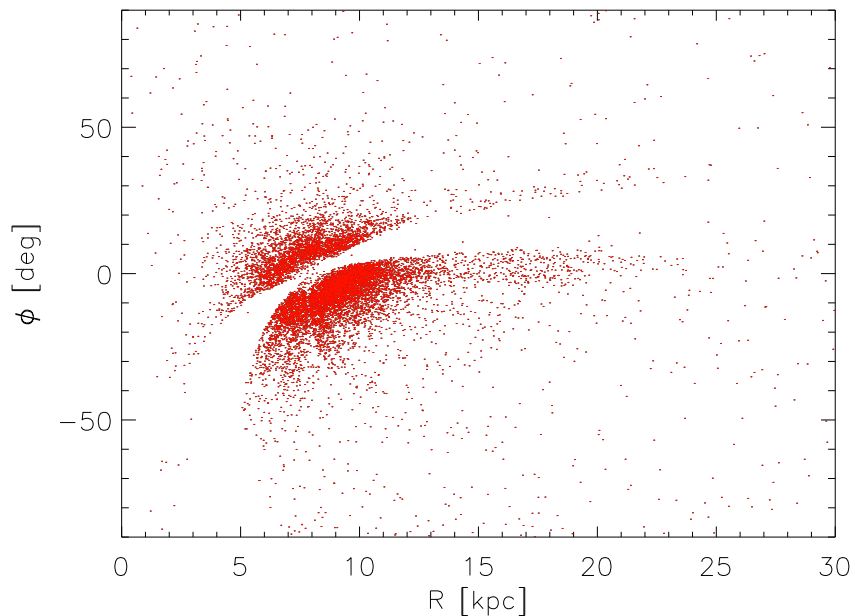


FIG. 4.4 – *Projection des étoiles de notre échantillon final dans le plan galactique*

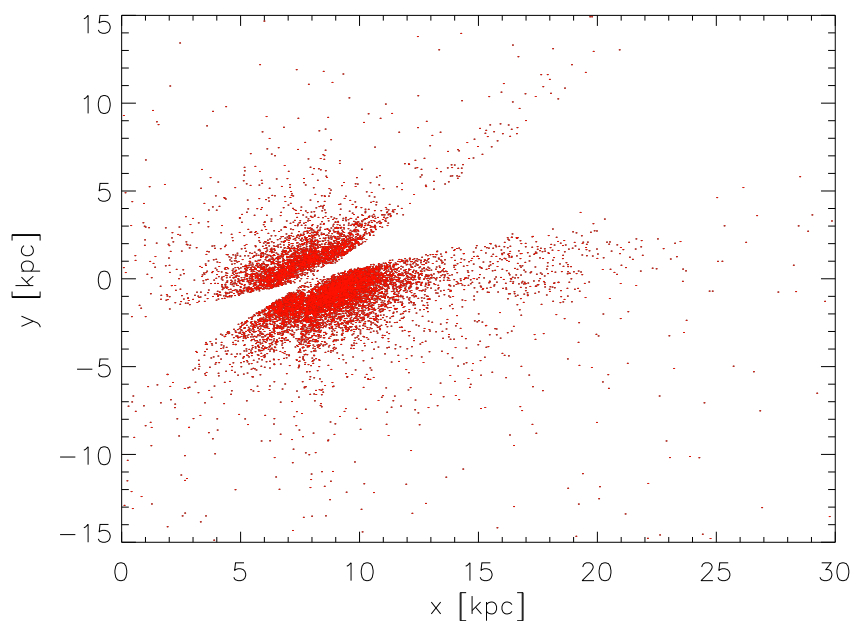


FIG. 4.5 – *Projection des étoiles de notre échantillon final dans le système de coordonnées cartésiennes galactique x,y*

4.7 Résultats

4.7.1 Sélection des échantillons représentatifs

Avant d'analyser les résultats, il faut définir les différents échantillons afin qu'ils soient bien représentatifs de la population stellaire étudiée. En l'occurrence, on choisira un échan-

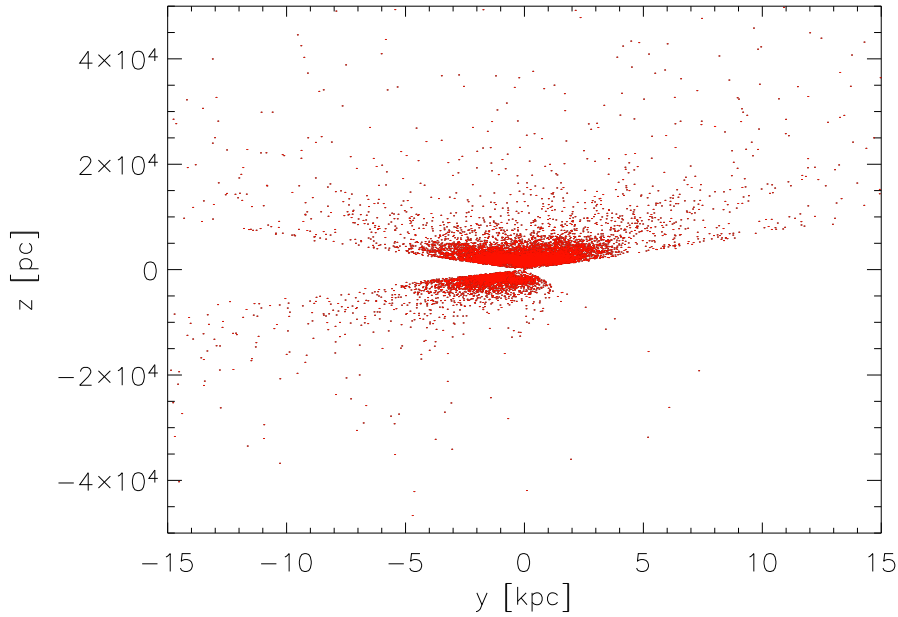


FIG. 4.6 – *Projection des étoiles de notre échantillon final dans le système de coordonnées cartésiennes galactiques y, z*

tillon correspondant au disque épais et un autre correspondant au halo.

A06 indique que si l'on se base sur une échelle de hauteur du disque mince $hz_{thin} \approx 0.25$ kpc et du disque épais, $hz_{thick} \approx 0.8$ kpc, avec un facteur de normalisation de $\rho_{thick}/\rho_{thin} \sim 0.1$, ce sont plus de 83% des étoiles entre $1 < |z| < 3$ kpc qui appartiennent au disque épais. Concernant le halo, en le considérant sphérique avec une densité qui décroît en loi de puissance avec un coefficient de -2.44 (Robin et al. 2003) et avec un rapport $\rho_{thick}/\rho_{halo} \sim 40$, ce sont plus de 99% des étoiles, à $|z| > 8$ kpc, qui appartiennent au halo.

Malgré les approximations qui ont été faites, ces deux échantillons représentant le disque épais et le halo sont significatifs.

Les figures 4.7 de A06 montrent la distribution de la métallicité en fonction de la distance au plan, $|z|$, des étoiles F et G dans leur échantillon. Les histogrammes à droite montrent la distribution des étoiles situées entre 1 et 3 kpc (trait plein) en comparaison avec celles situées à plus de 8 kpc (traits pointillés). Les étoiles F et G sont sélectionnées à partir de leur température, les types G avec $5\,000 < T_{\text{eff}} < 6\,000$ K et les types F avec $6\,000 < T_{\text{eff}} < 7\,000$ K. On voit clairement, à partir des deux figures 4.7 de gauche, qu'il y a beaucoup plus d'étoiles de type F qui ont une faible métallicité comparé aux étoiles du type G. Cela est dû au fait que les étoiles qui ont une faible métallicité ont une température de surface plus élevée. Ainsi dans l'échantillon des étoiles du type F, les étoiles du halo sont très certainement plus nombreuses que dans celui des étoiles du type G. Cela est bien montré dans les différents histogrammes, dans celui correspondant aux étoiles du type F, on distingue deux pics en métallicité dans l'échantillon compris entre $1 < |z| < 3$ kpc (trait plein). Le pic à métallicité la plus élevée correspond à la métallicité moyenne du

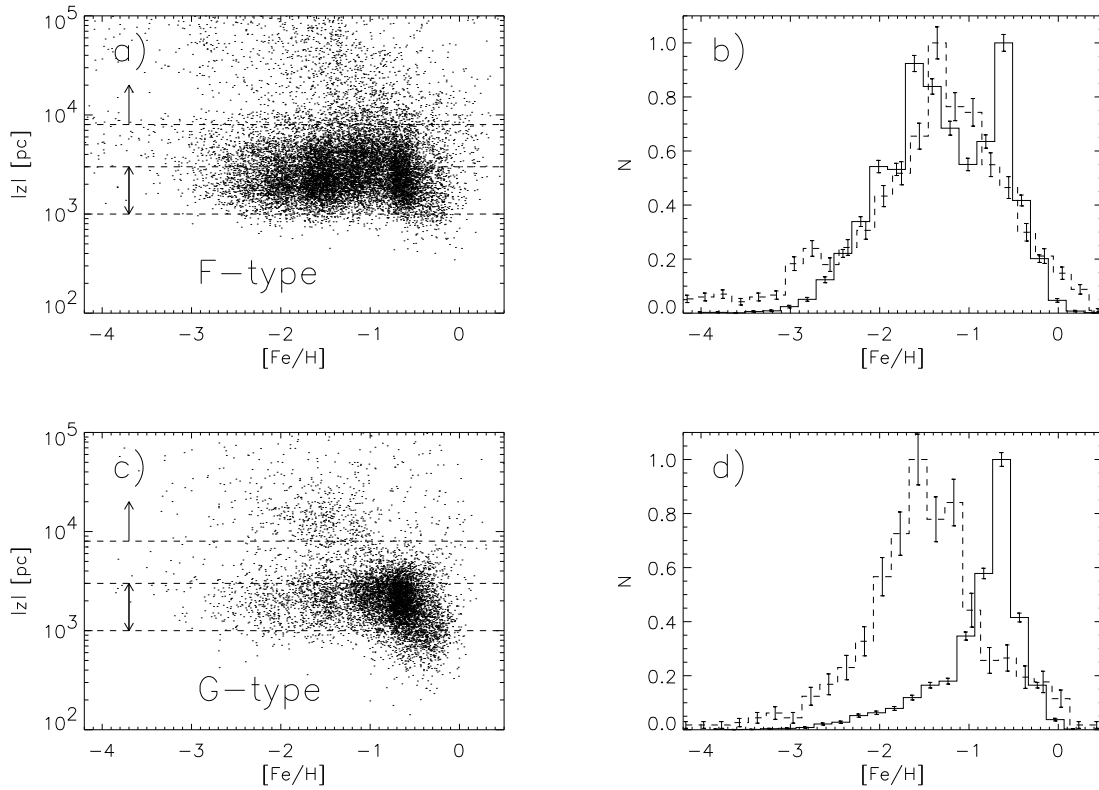


FIG. 4.7 – *Distribution de la métallicité en fonction de $|z|$ des étoiles F (figures a) et b) du haut) et G (figures c) et d) du bas) à partir de l'échantillon d'Allende Prieto et al. (2006). Les histogrammes en traits pleins correspondent aux étoiles à $1 < |z| < 3$ kpc et ceux en pointillés, aux étoiles à $|z| > 8$ kpc. Les métallicités sont moyennées par intervalles de 0.2 dex.*

disque épais ($[Fe/H] \sim -0.7$ dex) et celui à faible métallicité à la valeur moyenne du halo ($[Fe/H] \sim -1.5$ dex). Ce dernier est tout à fait similaire à celui correspondant aux étoiles situées à $|z| > 8$ kpc (traits pointillés) mais légèrement décallé vers les plus hautes métallicités. Ce décalage ne peut-être significatif vu les possibles effets de sélection. En effet la limite constante en magnitude peut induire l'effet observé, les étoiles les plus riches en métaux sont plus brillantes que les plus pauvres. Et à cause de la sélection des standards SDSS, déjà évoquée précédemment (section 4.2), un biais apparaît en défaveur des étoiles naines de type F métalliques à $|z| < 4$ kpc et en faveur des objets plus pauvres en métaux à $|z| > 5$ kpc .

La distribution de la métallicité du halo montre que celle-ci s'étend sur toute la gamme de métallicité, jusqu'à des valeurs super-solaires.

Si l'on regarde maintenant la distribution de la métallicité correspondant aux étoiles de type G, on ne distingue plus qu'un seul pic à $[Fe/H] \sim -0.7$ dex, identique à celui obtenu avec les étoiles du type F. La contribution du halo aux faibles métallicités y est beaucoup moins importante mais reste néanmoins non négligeable.

La distribution de la métallicité pour les étoiles du halo à $|z| > 8$ kpc est également similaire à celle observée pour les étoiles du type F.

Les valeurs des métallicités correspondant aux pics observés pour le halo et le disque épais sont semblables à celles trouvées dans la littérature, exemple : Ryan & Norris (1991) pour le halo et Gilmore, Wyse & Jones (1995) pour le disque épais.

Afin d'avoir des échantillons représentant aux mieux les 2 populations, le disque épais

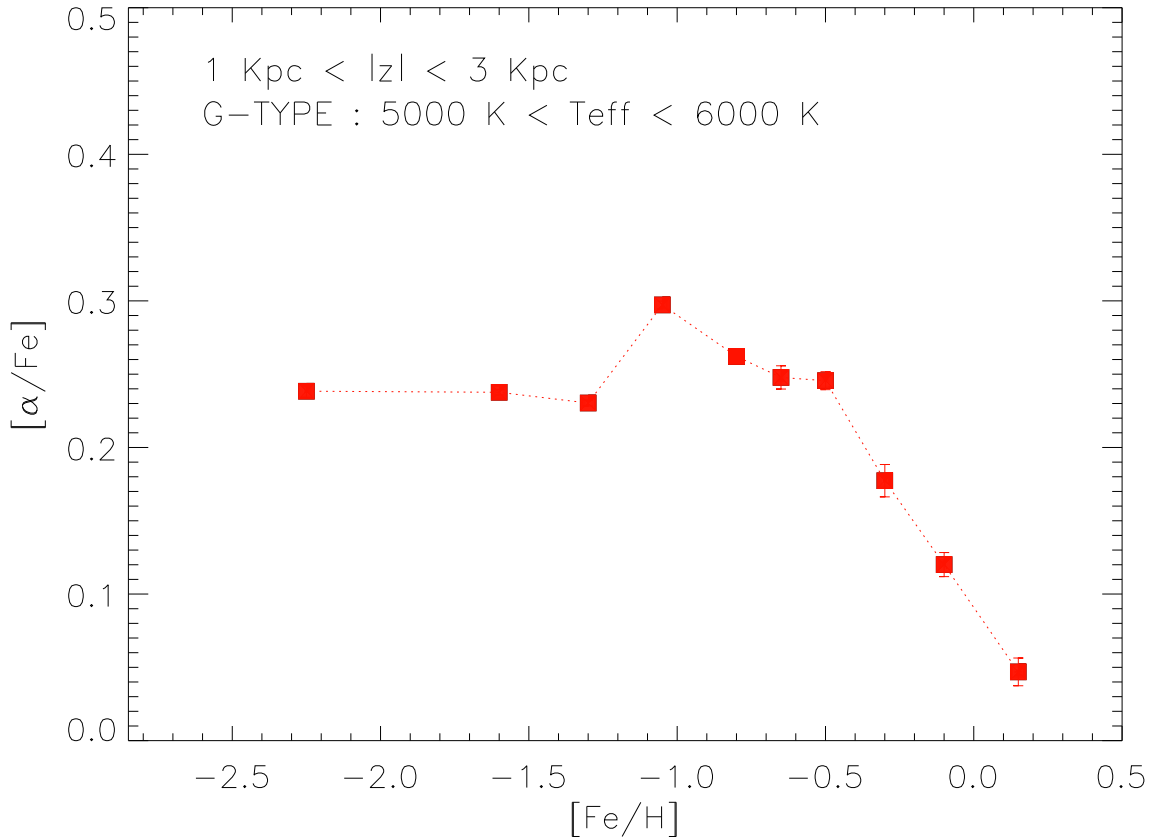


FIG. 4.8 – $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour les étoiles du type G à $1 \text{ kpc} < |z| < 3 \text{ kpc}$ du plan galactique

sera représenté par l'échantillon d'étoiles du type G avec $1 < |z| < 3$ kpc, et le halo par l'échantillon d'étoiles F et G avec $|z| > 8$ kpc. A noter qu'une sélection supplémentaire en métallicité sera ajoutée sur l'échantillon du disque épais, cela afin d'éviter au maximum les possibles contaminations du halo, ainsi que des étoiles appartenant potentiellement au disque mince.

Cette sélection a été motivée par l'observation, dans la figure 4.8, de trois régimes différents lorsque que l'on regarde les valeurs du rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ obtenues avec TGMET α .

Dans le premier régime, à $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.2$, on remarque que les valeurs moyennes $[\alpha/\text{Fe}]$ sont plus faibles qu'à métallicité supérieure (jusqu'à $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.4$). Ce plateau est certainement dominé par des étoiles appartenant au halo.

Le deuxième régime, avec $-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.4$, se caractérise avec des valeurs moyennes $[\alpha/\text{Fe}]$ étant les plus élevées. Un maximum apparaît entre $-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.9$ avec

comme valeur $[\alpha/\text{Fe}] \sim +0.30$, suivi d'une légère décroissance jusqu'à $[\alpha/\text{Fe}] \sim +0.25$ à $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.4$. Au delà, un changement brutal de pente, à $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.4$, est observable jusqu'à métallicité super-solaire où $[\alpha/\text{Fe}] \sim +0.05$). Dans ce troisième régime, la présence d'étoiles appartenant majoritairement au disque mince semble évidente mais elles sont surement mélangées à des étoiles du disque épais dont la contribution à l'enrichissement du MIS en fer par les SN Ia du disque épais à fait chuter leur rapport $[\alpha/\text{Fe}]$.

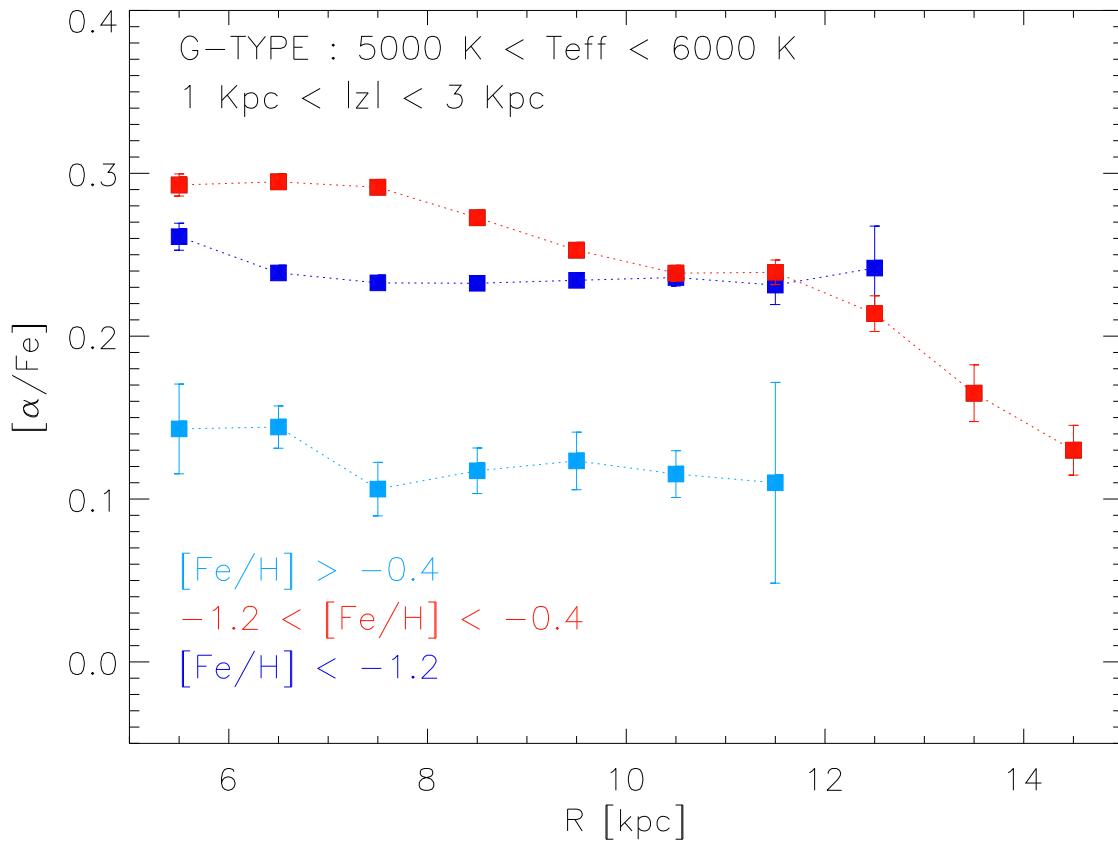


FIG. 4.9 – $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la distance galacto-centrique R pour les étoiles des trois régimes.

Si l'on regarde maintenant la figure 4.9, montrant le rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la position des étoiles, R , des étoiles appartenant à chacun de ces trois régimes, on remarque des propriétés dissemblables :

- Régime du halo : l'allure est plate avec cependant une valeur légèrement plus élevée que les autres, $[\alpha/\text{Fe}] = +0.26$ à $R=4$ kpc. Néanmoins, aucun gradient radial n'est observable.
- Régime du disque épais : un gradient radial est observable entre $5.5 < R < 14.5$ kpc avec des valeurs du rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ qui chutent de $[\alpha/\text{Fe}] \sim +0.3$ à $[\alpha/\text{Fe}] \sim +0.13$. La pente moyenne est de ~ -0.02 dex par kpc.

De plus on peut remarquer que cette pente n'est pas régulière. Un premier plateau est observé de 5.5 kpc à 7.5 kpc ($[\alpha/\text{Fe}] \sim +0.3$), ensuite il y a une décroissance jusqu'à 10.5 kpc ($[\alpha/\text{Fe}] \sim +0.25$), suivi d'un plateau jusqu'à 11.5 kpc et une dernière décroissance jusqu'à 14.5 kpc ($[\alpha/\text{Fe}] \sim +0.13$).

Je reviendrai sur ces aspects plus loin dans ce chapitre.

- Régime du disque mince/épais : les valeurs $[\alpha/\text{Fe}]$ sont les plus faibles, la tendance est dans l'ensemble plate avec une valeur moyenne de $[\alpha/\text{Fe}] \sim +0.11$. Cela confirme la présence en proportion non négligeable d'étoiles appartenant au disque mince avec certainement des étoiles parmi les plus "jeunes" du disque épais.

Si l'on regarde ensuite la figure 4.10 avec cette fois ci la hauteur au dessus du plan galactique $|z|$ en fonction de $[\alpha/\text{Fe}]$, on constate des allures similaires, sans gradient vertical, entre les régimes du halo et du disque épais. Ceux-ci sont à des échelles de hauteurs plus élevées que celles du régime disque mince/épais. Un léger gradient vertical est observé dans ce dernier régime, cela est très certainement dû à la présence d'étoiles du disque épais se faisant plus nombreuses au fur et à mesure que le rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ augmente.

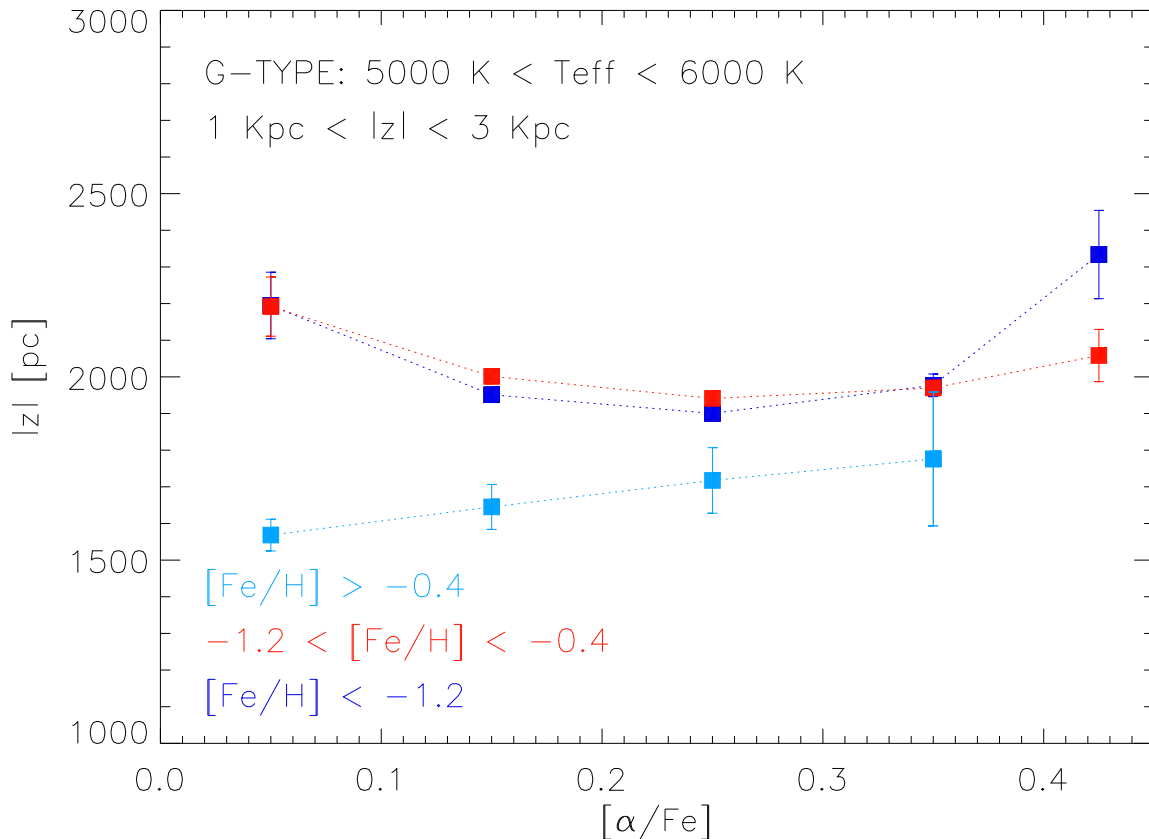


FIG. 4.10 – $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la distance $|z|$ au dessus du plan galactique pour les étoiles des trois régimes.

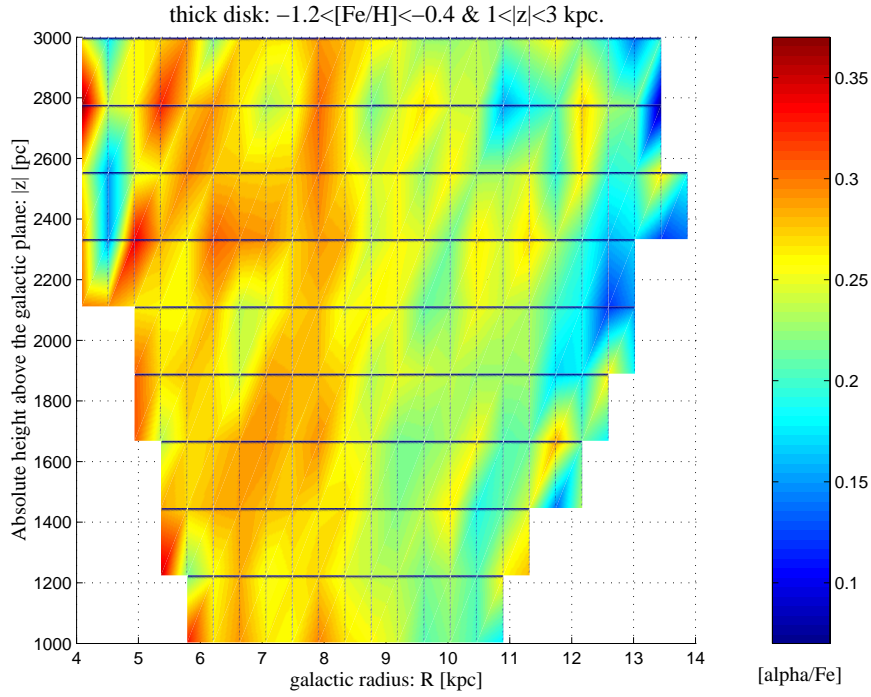


FIG. 4.11 – *Distribution de $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $|z|$ (par intervalles de ~ 200 pc) et R (par intervalles de ~ 0.5 kpc) pour l'échantillon du disque épais.*

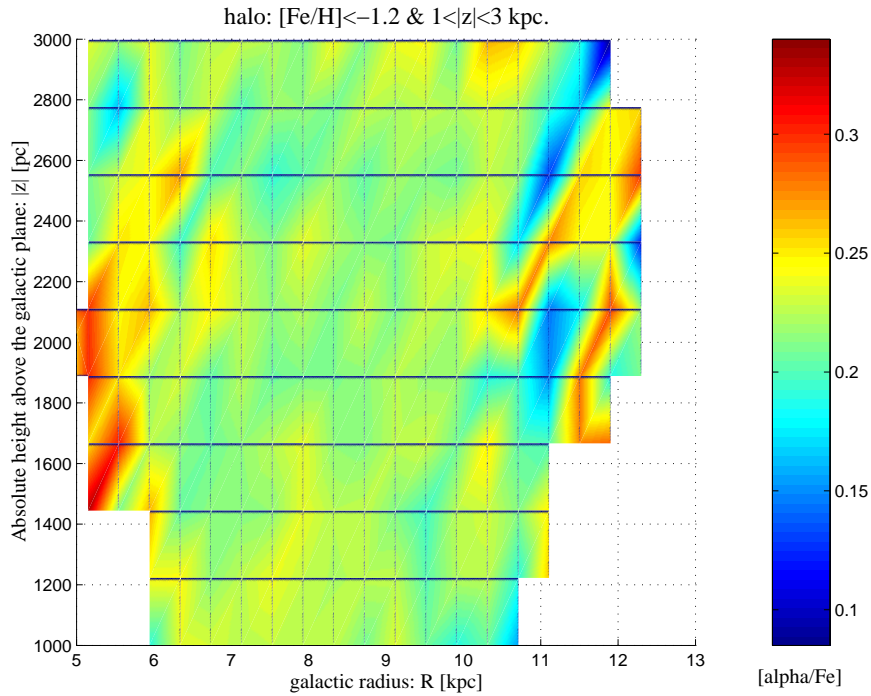


FIG. 4.12 – *Distribution de $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $|z|$ (par intervalles de ~ 200 pc) et R (par intervalles de ~ 0.5 kpc) pour l'échantillon du halo.*

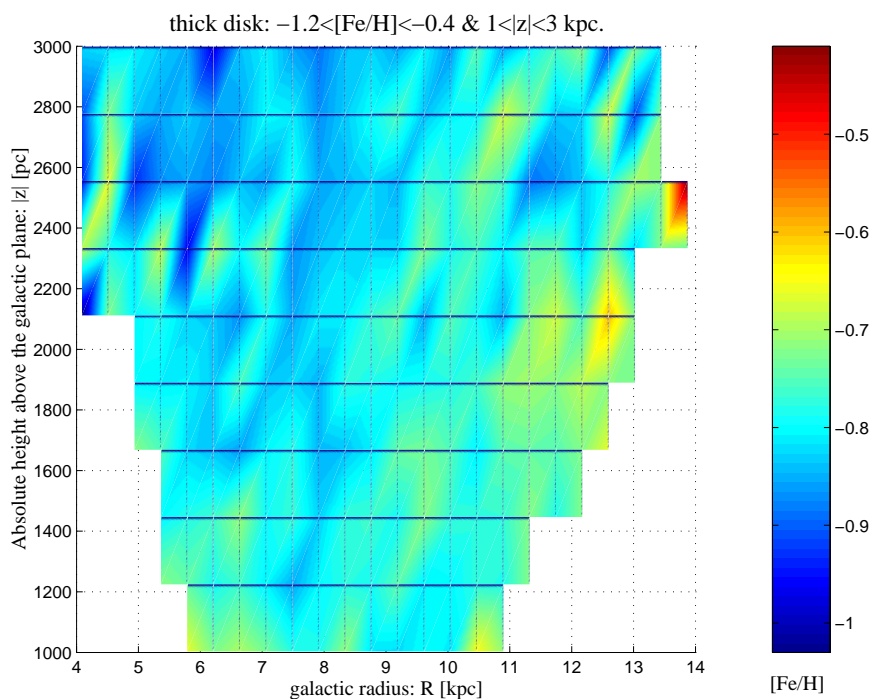


FIG. 4.13 – *Distribution de $[\text{Fe}/\text{H}]$ en fonction de $|z|$ (par intervalles de ~ 200 pc) et R (par intervalles de ~ 0.5 kpc) pour l'échantillon du disque épais.*

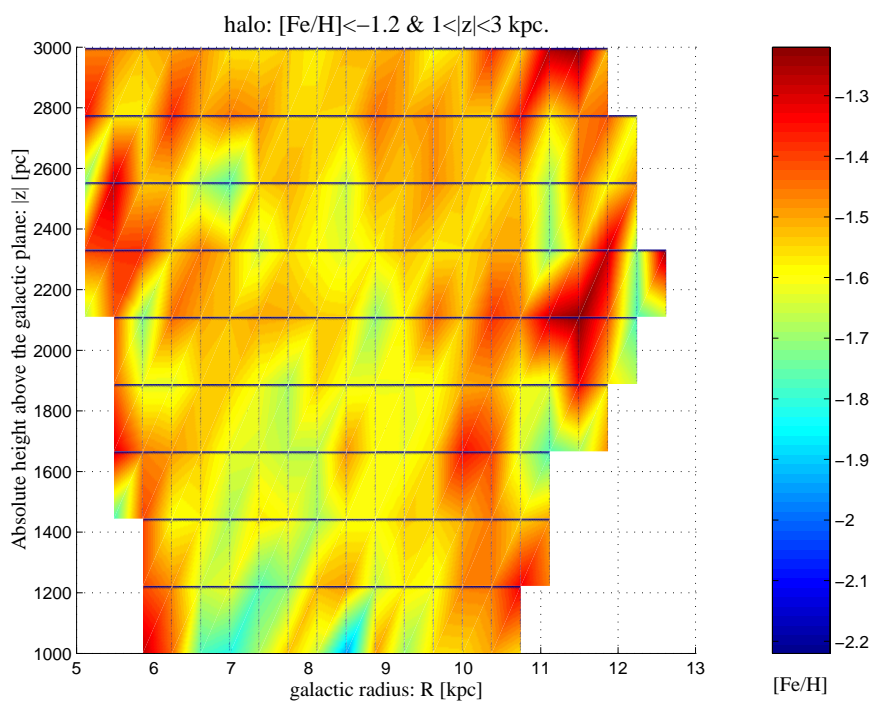


FIG. 4.14 – *Distribution de $[\text{Fe}/\text{H}]$ en fonction de $|z|$ (par intervalles de ~ 200 pc) et R (par intervalles de ~ 0.5 kpc) pour l'échantillon du halo.*

Sur les figures 4.11, 4.12, 4.13 et 4.14, on regarde maintenant $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de R mais aussi en fonction de $|z|$. On retrouve à nouveau dans ces graphes les tendances observées dans les figures 4.9 et 4.10.

On voit très bien le gradient radial en $[\alpha/\text{Fe}]$ dans le disque épais dans la figure 4.11 et son absence dans le halo dans la figure 4.12.

Concernant la métallicité, la figure 4.13 montre qu'il y a bien léger gradient radial positif dans le disque épais tandis que dans la figure 4.14, la distribution de la métallicité dans le halo est assez homogène.

Concernant les gradients verticaux en élément α et en métallicité, ils semblent absents dans le régime du disque épais et dans celui du halo.

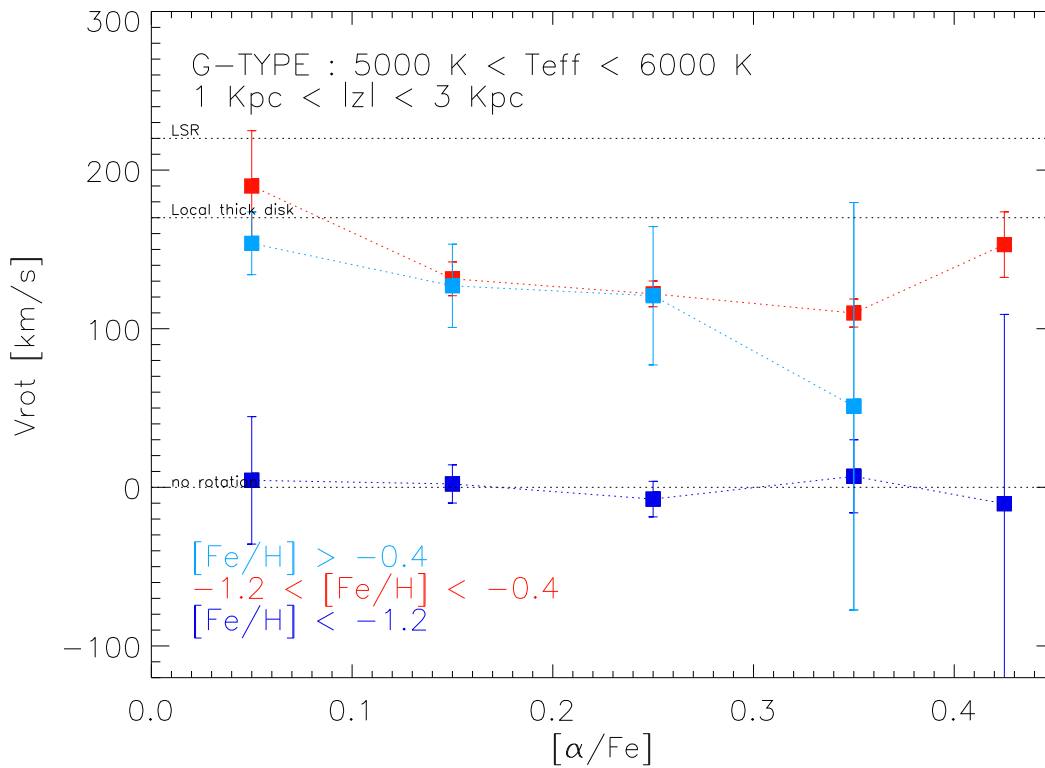


FIG. 4.15 – $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la vitesse de rotation V_{rot} pour les étoiles des trois régimes.

Dans la figure 4.15 montrant V_{rot} en fonction de $[\alpha/\text{Fe}]$, la tendance pour le régime du halo est complètement plate, correspondant à une valeur moyenne de rotation nulle. Cela est conforme avec ce qui est attendu pour la population du halo.

Concernant le régime du disque épais, en moyenne la valeur de la vitesse de rotation est proche mais légèrement en dessous de la valeur locale du disque épais qui est approximativement de $V_{rot} \sim 170 \text{ km.s}^{-1}$ (avec $V_{lag} = 51 \text{ km.s}^{-1}$ à partir de Soubiran et al. 2003). La grande dispersion observée dans le régime du disque mince/épais montre qu'il y a bien un mélange de populations stellaires différentes.

Pour résumer la discussion sur les trois régimes, on constate qu'ils sont souvent assez

bien distincts avec des caractéristiques correspondant aux populations stellaires qui les composent.

Ainsi, pour minimiser la contamination des étoiles du halo et du disque mince dans notre échantillon du disque épais, on ne retiendra par la suite que les étoiles G appartenant au régime du disque épais ($-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.4$) avec $1 < |z| < 3$ kpc. Le halo, lui, correspondra toujours aux étoiles de type G et F avec $|z| > 8$ kpc.

4.7.2 Propriétés du disque épais et du halo

L'analyse des propriétés du disque épais à quelques kpc du plan galactique en comparaison avec la population du halo est maintenant possible.

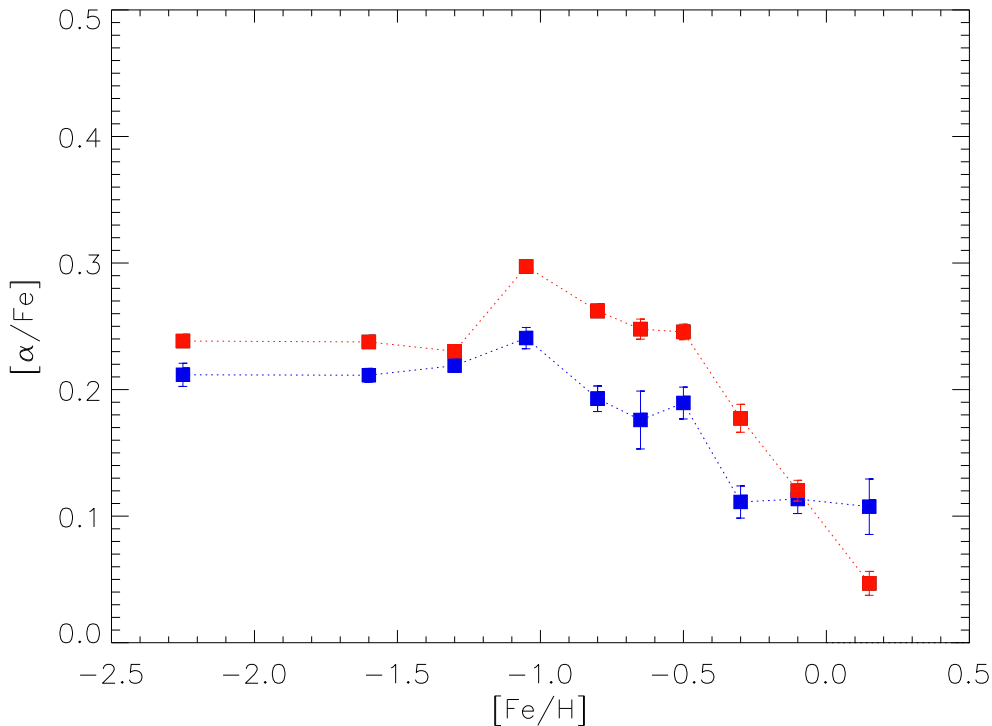


FIG. 4.16 – $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de $[\text{Fe}/\text{H}]$ pour les étoiles du régime du disque épais et celles du halo situées à $|z| > 8$ kpc.

La figure 4.16 remontre les trois régimes observés dans l'échantillon de départ du disque épais avec en comparaison les étoiles du halo à $|z| > 8$ kpc.

Dans le halo on distingue également trois régimes mais avec des valeurs $[\alpha/\text{Fe}]$ toutes inférieures à celles du disque épais, excepté à métallicité super-solaire.

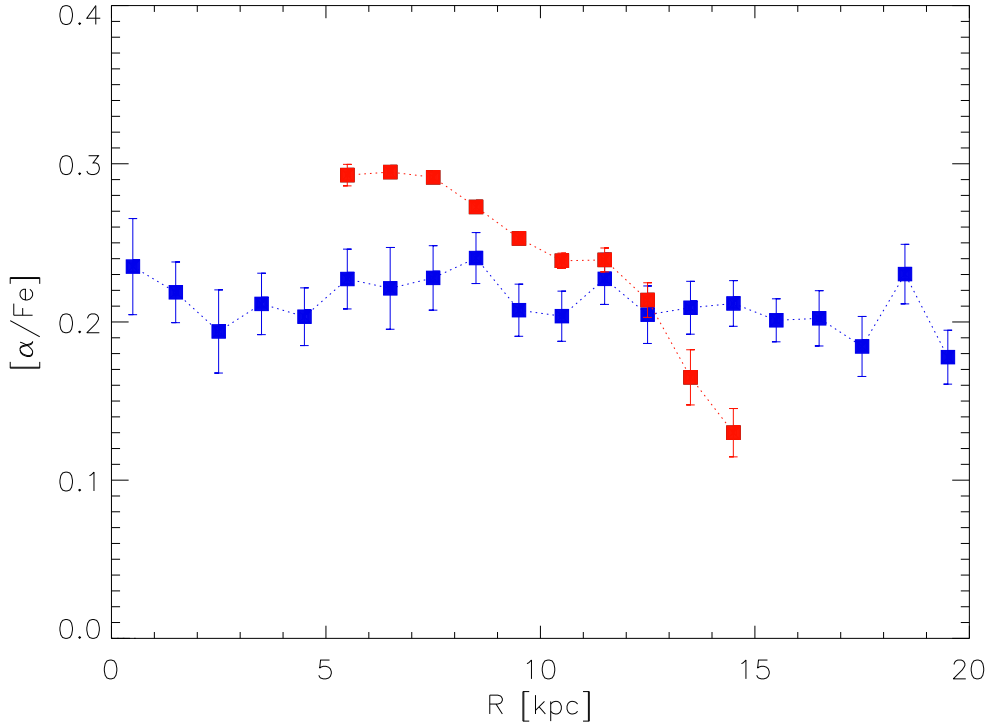


FIG. 4.17 – $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de R . Mêmes symboles que pour la figure 4.16

Recherche de gradients radiaux et verticaux

Dans le paragraphe précédent, nous avons montré qu'il existe un gradient radial en $[\alpha/\text{Fe}]$ significatif dans le disque épais (Fig. 4.9 et 4.11). La figure 4.17 montre à nouveau ce gradient mais cette fois en comparaison avec les étoiles du halo à $|z| > 8$ kpc. Et contrairement au disque épais, le halo ne montre pas de gradient radial mais une allure globale plate avec une valeur moyenne, $[\alpha/\text{Fe}] \sim +0.22$ dex, similaire à celle observée dans le régime du halo à $1 < |z| < 3$ kpc. Le disque épais et le halo sont donc bien distincts. La transition à partir de laquelle le disque épais commence à montrer des abondances $[\alpha/\text{Fe}]$ plus faibles que dans le halo, s'observe vers $R \sim 12$ kpc.

En revanche, dans la figure 4.18 du haut, il n'y a pas de gradient radial en métallicité dans le halo contrairement au disque épais où il semble y avoir un faible gradient radial positif.

En effet, dans la figure 4.18 du bas, la métallicité augmente bien avec la distance galactocentrique R . Cependant le coefficient de ce gradient est très faible, $+0.01 \text{ dex.kpc}^{-1}$ et n'est donc pas très significatif. Il se pourrait, peut-être, qu'un effet de sélection puisse être à l'origine de cette tendance. A noter que A06 observe également cette légère tendance. D'autres analyses sont nécessaires pour confirmer ou non ce gradient radial.

La possible présence d'un gradient vertical en fonction de $[\alpha/\text{Fe}]$ dans le disque épais n'apparaît pas dans notre échantillon correspondant au régime du disque épais (voir la figure 4.19). Cependant, si l'on considère, ensemble, les régimes du disque mince/disque

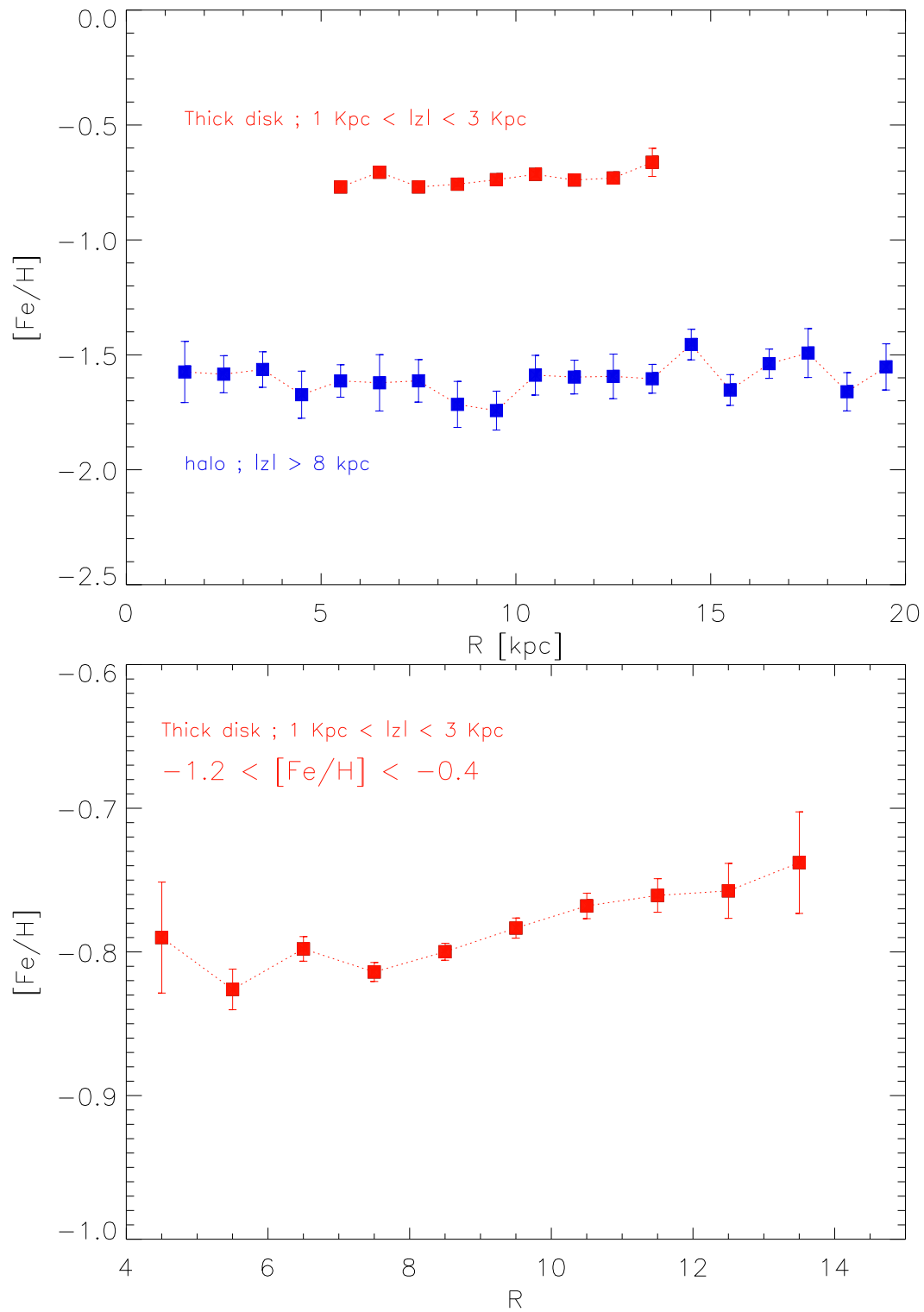


FIG. 4.18 – $[Fe/H]$ en fonction de R . mêmes symboles que pour la figure 4.16

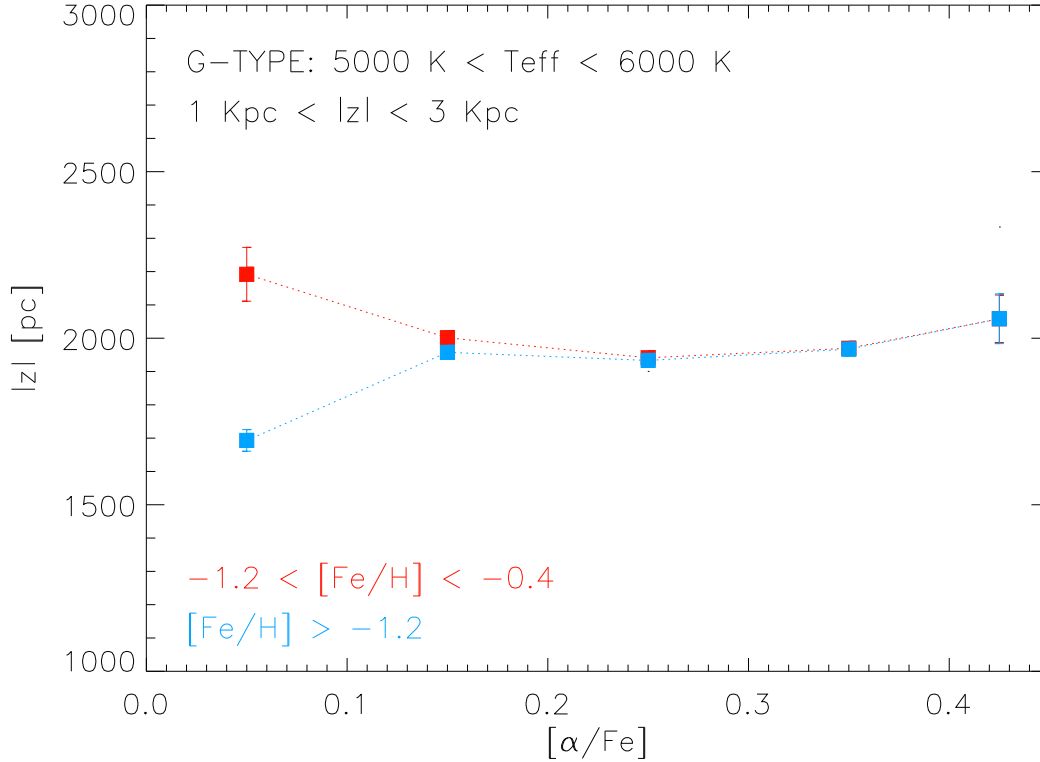


FIG. 4.19 – $[\alpha/\text{Fe}]$ en fonction de la distance $|z|$ au dessus du plan galactique pour les étoiles du régime “disque épais” seules (en rouge) et celles avec en plus les étoiles du régime “disques mince/épais” (en bleu).

épais et du disque épais seul ($[\text{Fe}/\text{H}] > -1.2$), un gradient vertical en $|z|$ en fonction de $[\alpha/\text{Fe}]$ est présent. Mais ce dernier régime est largement dominé par les étoiles appartenant au disque mince, le gradient observé n’est pas fiable et ne peut-être attribué au disque épais.

Aucun gradient vertical en $|z|$ en fonction de $[\alpha/\text{Fe}]$ n’est observable dans la population du halo jusqu’à $[\alpha/\text{Fe}] \sim +0.40$. Au delà, les valeurs de $|z|$ sont plus faibles.

Analyse de la vitesse rotationnelle, V_{rot}

En comparant les vitesses moyennes de rotation, V_{rot} , en fonction de $[\alpha/\text{Fe}]$ du disque épais avec celles du halo les deux populations sont bien distinctes. Ce qui est plus remarquable, c’est la différence entre l’allure du halo à $|z| > 8$ kpc observée ici par rapport à l’allure du régime du halo à $1 < |z| < 3$ kpc représentée dans la figure 4.15. Dans le régime du halo, la tendance est plate autour d’une valeur $V_{rot} \sim 0 \text{ km.s}^{-1}$ tandis que dans la population du halo à haut $|z|$ on observe une décroissance. A faible $[\alpha/\text{Fe}]$, V_{rot} à une valeur d’environ 100 km.s^{-1} qui décroît jusqu’à $V_{rot} \sim 0 \text{ km.s}^{-1}$ au fur et à mesure que $[\alpha/\text{Fe}]$ augmente.

La présence d’étoiles à faible $[\alpha/\text{Fe}]$ et avec une rotation prograde non nulle peut être associée à des “débris” laissés par des galaxies satellites de la Galaxie.

En effet, dans le scénario où le disque épais se forme à partir d'un mélange d'étoiles du disque mince "chauffées" et des débris de la galaxie satellite (voir la section 1.5.2 du chapitre 1), les débris de la galaxie satellite auraient une vitesse orbitale galactique proche de la moitié de celle du disque mince, c'est-à-dire avec une vitesse autour de $\sim 100 \text{ km.s}^{-1}$. De plus, Norris et al. (2006) montrent que ces étoiles doivent avoir une métallicité d'un facteur dix en dessous de celle du disque épais (~ -1.5 contre ~ -0.7 dex respectivement). Cette métallicité est plus conforme à celle observée dans les étoiles des galaxies naines.

Enfin, Wyse et al. (2006) indiquent que ces étoiles sont à quelques kpc au dessus du plan galactique.

Ces résultats confortent l'hypothèse de la présence de débris de galaxies satellites dans notre échantillon.

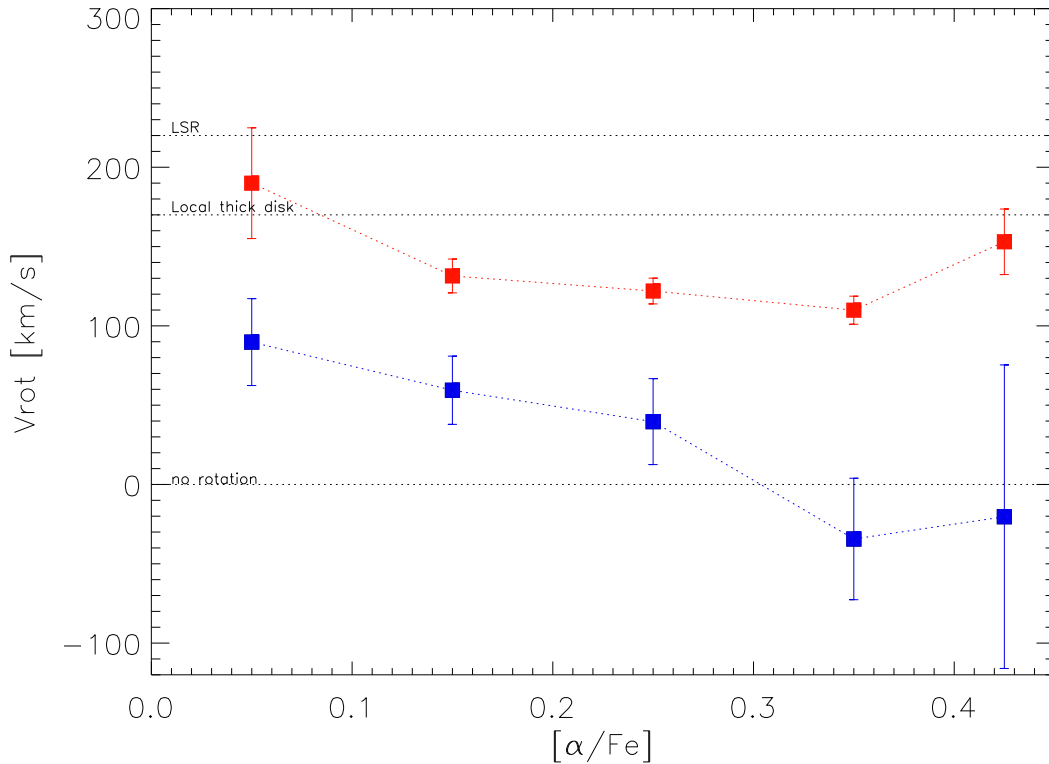


FIG. 4.20 – V_{rot} en fonction de $[\alpha/\text{Fe}]$. Mêmes symboles que pour la figure 4.16

4.8 Conclusion et perspectives

Après avoir été testé avec succès à diverses résolutions, TGMET α a permis l'analyse d'un grand nombre d'étoiles à basse résolution du SDSS, cela avec une grille de spectres synthétiques plus étendue en $[\alpha/\text{Fe}]$.

Après avoir clairement défini des échantillons représentatifs du disque épais et du halo,

nous avons observé les principaux faits suivants :

- Le disque épais est plus riche en $[\alpha/\text{Fe}]$ que le halo.
- Il y a un gradient radial négatif en $[\alpha/\text{Fe}]$ dans le disque épais qui est significatif.
- Il y a un très faible gradient radial positif en $[\text{Fe}/\text{H}]$ dans le disque épais.
- Il n’y a aucun gradient vertical en métallicité et en $[\alpha/\text{Fe}]$ dans le disque épais.
- Le halo, en revanche, ne montre aucun gradient vertical et radial, ni en métallicité, ni en $[\alpha/\text{Fe}]$.
- Il y a un gradient dans la cinématique des étoiles du disque épais en fonction de la métallicité mais pas dans le halo.
- Pas de gradient cinématique en fonction de $[\alpha/\text{Fe}]$ dans le disque épais et sa valeur moyenne de V_{rot} est plus faible que la valeur du disque épais local.
- Pas de gradient vertical dans la cinématique des étoiles du halo mais les vitesses de rotations observées dans celui-ci, en fonction de $[\alpha/\text{Fe}]$ suggèrent la présence de débris de galaxies satellites qui diminue avec l’augmentation du rapport $[\alpha/\text{Fe}]$.

Ces différents faits ont des conséquences importantes sur les modèles de formation du disque épais. L’absence de gradient vertical en métallicité et en $[\alpha/\text{Fe}]$ joue en faveur d’une formation rapide du disque épais jusqu’à $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ dex. Néanmoins, il existe probablement des étoiles du disque épais à métallicité supérieure avec des rapport $[\alpha/\text{Fe}]$ faibles mais elles ne peuvent pas ici être clairement séparées de celles appartenant au disque mince. Il est donc fort probable que la formation du disque épais est duré suffisamment longtemps (quelques Ga) pour que les SN Ia contribuent à l’enrichissement du MIS et ainsi faire chuter $[\alpha/\text{Fe}]$ dans le disque épais.

Il est plus difficile d’expliquer la présence d’un fort gradient radial en $[\alpha/\text{Fe}]$ dans le disque épais. Les modèles évoqués dans le chapitre 2 ne prévoient pas un tel gradient. Il faut également souligner que dans le halo il n’y a pas de gradient radial ni vertical et les des rapports $[\alpha/\text{Fe}]$ sont inférieurs à ceux observés dans le disque épais. L’origine de ces deux populations semblent distinctes, du moins les mécanismes de leur formation doivent être différents.

La formation des éléments α dans le disque épais semble avoir été plus efficace dans les régions interne de la Galaxie que vers les régions externes. Dans un même temps la métallicité n’a pas de variation significative. La production de fer dans les régions internes n’est donc pas différente de celle dans les régions externes. Il est difficile d’expliquer l’origine ce surplus d’éléments α dans les régions internes. Des simulations numériques sont nécessaires pour expliquer ce nouveau fait, peut-être dans le cadre du modèle de formation hiérarchique du disque. En effet ce gradient ne semble pas être dû à des débris de galaxies satellites, auquel cas un gradient radial négatif en métallicité serait présent, sauf si les galaxies satellites avaient déjà atteint une métallicité comparable au disque épais. Cela n e semble pas conforme aux observations et paraît être assez improbable.

Cependant la présence de tel débris semble être révélée dans la population du halo à $|z| > 8$ kpc, trahie par leur vitesse de rotation. De plus celle-ci se manifeste aux faibles rapports $[\alpha/\text{Fe}]$ ce qui est maintenant plus conforme aux observations.

Ce travail a fait l'objet d'une communication sous forme de poster (voir en annexe F) lors de la session "Exploiting Large Surveys for Galactic Astronomy" à l'assemblée générale de l'IAU 2006 à Pragues.

Pour aller plus loin dans cette étude, nous envisageons d'analyser un plus grand nombre d'étoiles du SDSS grâce au DR5, qui est maintenant disponible. Cela offrira une meilleure statistique mais avant, il faudra impérativement trouver un moyen de déterminer des abondances $[\alpha/\text{Fe}]$ plus élevées et pourquoi pas à terme, obtenir des abondances détaillées.

D'autres spectres (exemple : RAVE, FLAMES, SOPHIE, SEGUE, HERMES...) pouvant être analysés par TGMET α pourraient aussi venir s'ajouter à ceux du SDSS pour former un catalogue d'étoiles beaucoup plus conséquent.

Cela apportera sans doute de nouvelles contraintes sur les modèles de structure et d'évolution de la Voie Lactée.

Conclusion et perspectives

Ce travail de thèse constitue une étape supplémentaire dans notre volonté de mieux comprendre l'origine et l'évolution du disque galactique.

La compilation de données chimiques et cinématiques et l'identification des groupes cinématiques nous a permis d'établir un état des lieux de nos connaissances sur les relations entre les abondances chimiques et la cinématique du disque mince et du disque épais.

A partir d'échantillons significatifs, nous avons pu confirmer certaines de leurs propriétés déjà observées, de mieux contraindre des points plus controversés et enfin de rapporter de nouveaux faits observationnels.

Pendant notre étude n'est basée que sur plusieurs centaines d'étoiles situées dans notre voisinage solaire. C'est pourquoi il a été mis au point TGMET α , une méthode automatique permettant de déterminer les paramètres atmosphériques tels que T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et surtout $[\alpha/\text{Fe}]$ pour de grands volumes de données.

TGMET α est une méthode dite de "distance minimum", basée sur la comparaison de spectres observés avec une grille de spectres synthétiques.

Les résultats montrés à différentes résolutions sont encourageants et offrent la perspective d'envisager le traitement de grands catalogues de spectres. Cela permettra d'obtenir une statistique beaucoup plus précise sur les différentes composantes cinématiques de notre disque galactique.

Cela a été en partie réalisé grâce au catalogue d'étoiles du SDSS, DR3, qui contient plusieurs milliers d'objets situés loin du plan galactique. Notamment entre 1 et 3 kpc, là où le disque épais est la population dominante. Cela a permis d'étudier les propriétés du disque épais en relation avec une population représentative du halo. Certaines propriétés du disque épais et du halo ont pu être vérifiées et de nouveaux faits observationnels ont été mis en évidence, notamment, l'existence d'un gradient radial négatif, significatif, dans le disque épais, ce qui n'avait jamais été montré auparavant. De plus la présence de débris de galaxies satellites semble être mise en évidence, à partir de leur vitesse de rotation, dans la population du halo, à $|z| > 8$ kpc.

Pour aller plus loin, il faut analyser un plus grand nombre d'étoiles (par exemple à partir du DR5 mais aussi du survey SEGUE qui est l'extension du SDSS, ou encore du survey RAVE) et ainsi analyser les propriétés du disque épais, du halo mais aussi de nombreux "moving groups" comme des reliquats de galaxies satellites.

Pour mener à bien ce travail il faut d'une part, améliorer TGMET α , c'est à dire :

- étendre la grille de spectres synthétiques
- étendre le domaine de longueur d'onde
- intégrer de nouvelles grilles plus performantes
- déterminer des abondances détaillées

Mais d'autre part, il faut également que de nombreux progrès soient réalisés du côté des modèles de formation du disque. En effet les simulations numériques doivent donner plus de prédictions pouvant être directement confrontées aux observations.

Ce sont les conditions nécessaires qui doivent être réalisées pour améliorer, de façon significative, notre compréhension des mécanismes conduisant à la formation de la Galaxie.

Annexe A : Publication

Chemical compositions and plasma parameters of planetary nebulae with Wolf-Rayet & wels type central stars

Girard, P; Köppen, J., Acker, A.

2006,A&A Accepted, astro-ph/0611149

Le travail qui a abouti à cet article a débuté lors de mon stage de DEA à l'observatoire de Strasbourg en collaboration avec Agnès Acker et Joachim Köppen. Nous présentons ici les résultats de notre étude des compositions chimiques et des paramètres du plasma pour près de 50 nébuleuses planétaires du type Wolf-Rayet et wels en comparaison avec les propriétés des nébuleuses planétaires "normales".

Chemical compositions and plasma parameters of planetary nebulae with Wolf-Rayet and *wels* type central stars ^{*}

P. Girard^{1,2}, J. Köppen^{2,3,4}, and A. Acker²

¹ Observatoire Aquitain des Sciences de l'Univers, L3AB, 2 rue de l'Observatoire, BP 89, 33270 Floirac, France

² Observatoire Astronomique de Strasbourg, 11 rue de l'Université, 67000 Strasbourg, France

³ Institut für Theoretische Physik und Astrophysik, Universität Kiel, D-24098 Kiel, Germany

⁴ International Space University, Parc d'Innovation, F-67400 Illkirch, France

Received / accepted

ABSTRACT

Aims. Chemical compositions and other properties of planetary nebulae around central stars of spectral types [WC], [WO], and *wels* are compared with those of 'normal' central stars, in order to clarify the evolutionary status of each type and their interrelation.

Methods. We use plasma diagnostics to derive from optical spectra the plasma parameters and chemical compositions of 48 planetary nebulae. We also reanalyze the published spectra of a sample of 167 non-WR PN. The results as well as the observational data are compared in detail with those from other studies of the objects in common.

Results. We confirm that [WC], [WO] and *wels* nebulae are very similar to those 'normal' PN: the relation between [N II] and [O III] electron temperatures, abundances of He, N, O, Ne, S and Ar, and the number of ionizing photons show no significant differences. However, some differences are observed in their infrared (IRAS) properties. *wels* nebulae appear bluer than [WR] PN. The central star's spectral type is clearly correlated with electron density, temperature and excitation class of the nebula, [WC] nebulae tend to be smaller than the other types. All this corroborates the view of an evolutionary sequence from cool [WC 11] central stars inside dense, low excitation nebulae towards hot [WO 1] stars with low density, high excitation nebulae. The *wels* PN, however, appear to be a separate class of objects, not linked to WRPN by evolution: nebular excitation, electron temperature and density, and the number of ionizing photons all cover the whole range found in the other types. Their lower mean N/O ratio and slightly lower He/H suggest progenitor stars less massive than for the other PN types. Furthermore, the differences between results of different works are dominated by the differences in observational data rather than differences in the analysis methods

Key words. planetary nebulae: abundances – stars: abundances – stars: evolution – stars: Wolf-Rayet – ISM: planetary nebulae – stars: AGB

1. Introduction

Planetary nebulae (PN) are the highly visible transitional phase in the life of intermediate mass stars on their evolution from the asymptotic giant branch to their final destination, the white dwarfs. Among the 1300 objects known in our Milky Way (Acker et al. 1992, 1996b), there are about 6% whose central stars show broad emission lines, characteristic of the [WR] spectral type, and most likely produced by a massive continuous mass loss from the central star. Whether these objects form a group or an evolutionary phase or evolutionary sequence distinctly different from the other, 'normal' PN, is still not fully understood.

That PN with [WR] central stars do not seem to have properties which differ very much from normal, non-WR objects was shown by Górny & Stasińska (1995) who found that bipolar nebulae constitute about 20 % of the total in both WR and non-WR objects. Also, the distribution of He/H, N/O and C/O abundance ratios are the same in either group. Both aspects indicate that the WR phenomenon does not preferentially occur in more massive central stars,

hence more massive progenitor stars. Acker et al. (1996a), Górny & Tylenda (2000) and Peña et al. (2001) showed that the majority of [WR] PN seems to form an evolutionary sequence from late-type [WC] inside high-density nebulae to early-type [WO] with low-density nebulae.

In their recent quantitative classification of central stars, Acker & Neiner (2003) distinguish two sequences from the late-type [WC] to the early-type [WO]: The spectra of hot [WO 1...4] types are dominated by the highly ionised oxygen lines, while those of the cooler [WC 4...11] types are marked by carbon lines. There seems to be an evolutionary sequence from [WC 11] to [WO 1]. The *wels* (weak emission line stars) objects differ from other central stars (Tylenda, Acker & Stenholm 1993) and are not part in this classification scheme.

More recently, Górny et al. (2004) found that the proportion of WRPN in the Galactic bulge is about 15%, significantly larger than in the disk (about 6%). Among the bulge WRPN about 47% are of type later than [WC 9]. In the disk this fraction amounts to only 17%. However, this finding is strongly sensitive to observational selection effects. They confirm the strong trend for the density to decrease towards early-type [WC]. Oxygen abundances in bulge WRPN are found to be the same as in the bulge non-

Send offprint requests to: girard@obs.u-bordeaux1.fr

^{*} Based on observations obtained at the European Southern Observatory (ESO), La Silla, Chile

2

P.Girard et al.: Planetary nebulae with [WR] central stars

WR, and the N/O distributions of PN in disk, bulge and of [WR] type are similar.

Another age indicator is the dust temperature derived from near and mid infrared data, indicating an evolutionary sequence from carbon AGB stars to [WC] PNe (Acker et al. 1996a). Górny et al. (2001) found that a sizeable fraction of WRPN seems to contain hot dust (1000-2000 K), probably in the winds of the central stars. The mean dust temperature decreases towards late-type [WC], in line with an evolutionary sequence from [WC11] to [WC2] ([WO2]).

The present paper presents the study of a homogeneous sample of nebulae around nuclei with emission lines, using the high S/N spectra which had been used to study the [WR] central stars by Acker & Neiner (2003). These objects constitute a sample similar to that of Peña et al. (2001), and it seems interesting to confirm (or not) the conclusions of these authors as well as those by Górny et al. (2004).

After presenting the observational material in section 2 and describing the analysis of the spectra in section 3, we study the chemical compositions of the various types of nebulae in section 4. We also compare the different groups with respect to other global relations in section 5, investigate the relation between central stars and the nebulae (section 6), and analyse the infrared properties (section 7). In appendices A and B we study the influences on the abundances due to differences in observational data and analysis methods.

2. Observational material

90 spectra of PN around central stars with emission lines were obtained in March 1994, July 1994, and July 1995 with the Boller & Chivens spectrograph and the CCD detector on the 1.52m telescope at ESO, Chile. The wavelength range is from 3700 Å to 7500 Å, with a spectral resolution of 1500 (more details can be found in Acker & Neiner 2003). Exposure times of 40 min and 5 min were employed, giving signal to noise ratios of better than 30 for most objects. For the analyses, the 48 objects with the best spectra were selected.

The measured line fluxes and dereddened intensities from the spectra of 48 planetary nebulae with emission line stars used in this work are available in electronic form at the CDS¹. The quality of the data and their reduction can be assessed by looking at the line ratio of the [O III] 5007 and 4959 Å doublet which is independent of physical conditions in the nebula. Figure 1 shows that in all objects values very close to 3.0 are found, but slightly above the theoretical value from Mendoza (1983), as expected (cf. Acker et al. 1989). Only a few objects with faint spectra exhibit somewhat larger deviations.

Another check is provided by the intensity ratios of the de-reddened He I lines at 5876, 4471, and 6678 Å which are not very sensitive to nebular conditions. All 33 objects which contain the three lines are found within 20 percent of the theoretical values (Fig. 2).

Since a number of the objects have been observed by other authors, we compared our data in detail with previous measurements. The He II 4686 Å line covers a large range in values among the objects. As shown by Fig. 3, our (dereddened) intensities agree very well with those obtained by other authors. In particular, the agreement with

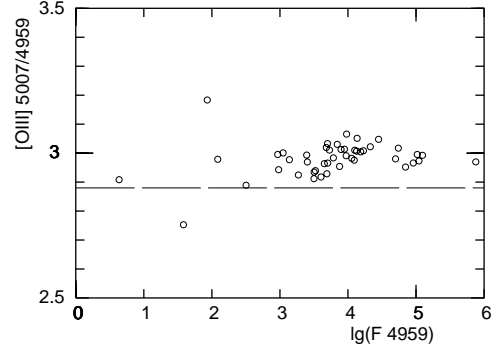


Fig. 1. The intensity ratio of the [O III] 5007 and 4959 Å lines as a function of the flux (arbitrary units) in the 4959 Å line. The horizontal line indicates the value expected from the atomic data compiled by Mendoza (1983)

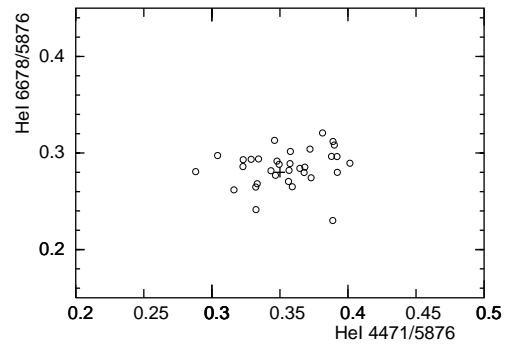


Fig. 2. The intensity ratios of the He I 5876, 4471, and 6678 Å lines. The plus sign marks the low density value for $T_e = 10^4$ K.

the most recent study of Peña et al. (2001, PSM01) is better than 0.1 dex. As one should expect, the scatter increases towards fainter intensities.

A comparison of the He I 5876 Å lines (Fig.4) shows a good agreement with other studies. However, one notes a trend, in that our intensities tend to be larger than those of Kingsburgh & Barlow (1994, KB94), but smaller than those by PSM01 which is especially obvious for larger intensities. Objects with large deviations are the [WO]s PNG 002.4 + 05.8, PNG 003.1+02.9, PNG 017.9–04.8, PNG 278.1–05.9, the [WC]s PNG 006.8+04.1, PNG 027.6+04.2, PNG 048.7+01.9, and the *wels* PNG 010.8 – 01.8. Since [WO] nebulae exhibit no stellar He I lines (cf. Acker & Neiner 2003), it is unlikely that our measurements are affected by confusion with the stellar spectrum. Furthermore, inspection of the other He I lines (4471, 6678, 7065, and 5015Å) shows that these line ratios are in good agreement with the intensity of the 5876 line.

The [O III] 4363 Å diagnostic line is of similar strength as the He I 5876 Å line. As shown in Fig. 5, our measurements are in good to fair agreement with the intensities obtained by the other studies. For intensities below 10 percent of $H\beta$ the deviations with PSM01 are as large as a factor

¹ <http://cdsweb.u-strasbg.fr/>

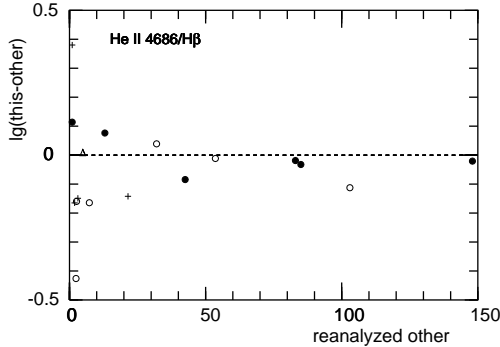


Fig. 3. The relative difference in intensity of the He II 4686 Å line of our measurements compared to those of other works: Aller & Keyes (1987, AK87, +), Kingsburgh & Barlow (1994, KB94, o), Cuisinier, Acker & Köppen (1996, CAK96, Δ), and Peña, Stasińska & Medina (2001, PSM01, \bullet)

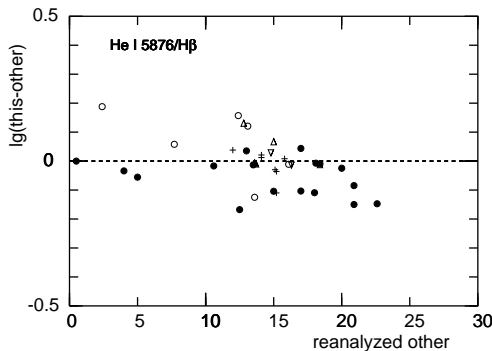


Fig. 4. The intensity of He I 5876 Å line compared to the value obtained by other works. Symbols are as in Fig. 3 plus Cuisinier et al. (2000, CMAKS00, ∇)

of two, in either direction. A similar finding is obtained for

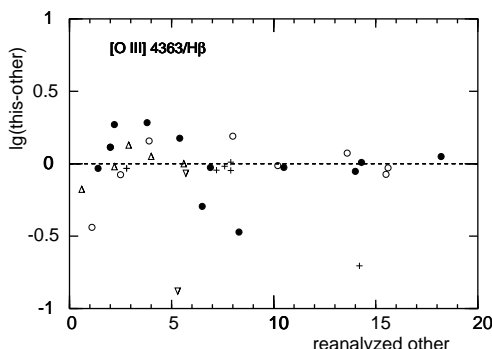


Fig. 5. The measured intensity of the [O III] 4363 Å line compared to the values obtained by the other works. Symbols are as in Fig. 4

the [S II] 6717/31 Å doublet.

As a consequence of the difference in He I line intensities, our helium abundances differ slightly from the results of PSM01. This is addressed in more detail in Appendix B. However, it does not affect the findings of this paper with respect to the evolutionary status of the [WR] PN.

2.1. A sample of 'normal' PNe

To compare the sample of [WR] nebulae with 'normal' PN, we selected the objects from the following works: Aller & Czyzak (1983, hereafter AC83), Aller & Keyes (1987, AK87), Cuisinier, Acker & Köppen (1996, CAK96), Cuisinier et al. (2000, CMAKS00) and Kingsburgh & Barlow (1994, KB94). Although the image tube data from AC83 and AK87 might be considered less reliable than present CCD data, such a suspicion is not too evident in individual comparisons. Moreover, these works constitute a large sample of the brighter PN, together with KB94. We include CAK96 who focussed on objects high above the Galactic plane as well as the sample of Bulge nebulae by CMAKS00. The inclusion of these samples does not constitute a major bias, since in our sample of [WR] objects there also is no selection against nebulae outside the disk.

To avoid possible influences by the different analysis methods employed by the other authors, we re-analyzed all the other spectra by our method using the same criteria. This includes using only the optical lines in the spectra of KB94. All together, this sample provides 167 objects with spectra of comparable quality which had been obtained for determinations of chemical compositions.

2.2. Comparison with other works

There are 3 nebulae in common with AC83, 7 with AK87, 8 with KB94, 6 with CAK96, 2 with CMAKS00, and in particular 17 with PSM01. This offers an opportunity to clarify to what extent the results from different studies are subject to differences in the measured line fluxes or to the adopted abundance determination methods. In Appendix A we compare the results obtained from reanalysis of the data by HOPPLA with the original values. The differences in the observational data are addressed in Appendix B.

3. Plasma analysis of the nebular spectra

Extinction constants, electron temperatures and densities, and elemental abundances are determined with the computer programme HOPPLA (see Acker et al. 1991, and Köppen et al. 1991). The spectra are interpreted by the technique of plasma diagnostics, viz. assuming that all lines are produced in an isothermal gas at uniform density and ionization level. In the first step, the reddening correction, derivation of electron temperature and density, as well as the optical depth of the He I 3888 Å line (for self-absorption in the He I lines) are performed. These steps are repeated several times, until the values converge.

The excitation class (EC), absolute H β fluxes seen through the spectrograph aperture, extinction constants c , electron temperatures and densities for all selected 48 PN are compiled in Table 2. The column 'Q' gives an indication of the overall quality of the analysis. 'A' means that all diagnostic lines are present, 'B' that the density could not be

Table 1. Nebulae whose extinctions found in this work and in the literature show strong differences. Other works are indicated by their abbreviations (e.g. KB94 for Kingsburgh & Barlow 1994) used in the References

PN G	this work	other works
002.2 – 09.4	0.39	0.44 TASK92, 0.1 PSM01
004.9 + 04.9	1.46	1.46 TASK92, 1.0 PSM01
009.4 – 05.0	0.92	0.96 AK87, 0.6 PSM01
017.9 – 04.8	0.52	0.51 SK89, 1.30 TASK92
061.4 – 09.5	0.00	0.09 AC83, 0.27 KB94, 0.45 CMB98, 0.23 PSM01
292.4 + 04.1	0.68	0.38 TASK92, 2.7: KB94
300.7 – 02.0	2.49	2.17 TASK92
331.3 + 16.8	0.36	0.64 KB94
358.3 – 21.6	0.18	0.33 AKF86

reliably determined, and ‘C’ that the electron temperature could not be derived.

The extinction measure c is obtained from the decrement of all the observed Balmer lines relative to the one computed from Brocklehurst (1972) for case B. To find the optimum value, the error from each line is weighted with the square of the observed line flux. This weighting had been chosen to be able to deal also with rather noisy spectra; for the present data this suppresses the noise in the blue region of the spectrum, by giving a strong weight to the $H\alpha/H\beta$ ratio. In Fig. 6 we compare our values of the extinctions against the results found by other authors. For most of the objects we obtain good agreement; yet for several nebulae rather discrepant values have been reported, most probably due to the difficulty to separate the nebular from the stellar emission lines. Notable exceptions are collected in Table 1.

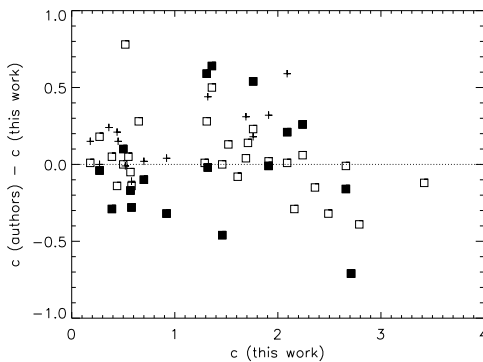


Fig. 6. The extinctions found in this work compared to other works for the same nebulae. Open squares refer to Acker & Neiner (2003) (from Crowther et al. 1998 and Tylanda et al. 1992), filled squares to PSM01, and plus-signs to AC83, Aller & Keyes (1980, 1987), Aller et al. (1981, 1986), Barker (1978), KB94, and Shaw & Kaler (1989)

Electron temperatures T_e are derived from line intensity ratios of $[O\ III]$ ($4959\ \text{\AA} + 5007\ \text{\AA}$)/ $4363\ \text{\AA}$ and $[N\ II]$ ($6548\ \text{\AA} + 6584\ \text{\AA}$)/ $5755\ \text{\AA}$. We note that the high $[N\ II]$

temperature in PNG 337.4 + 01.6 is the consequence of its density to be close to the high density limit of the $[S\ II]$ lines. Figure 7 shows the comparison of our values of the $[O\ III]$ temperature for the objects common with other authors. There is an overall good agreement and no obvious systematic offset. In particular, we confirm the rather high temperature in PNG 278.8 + 04.9 as found by PSM01.

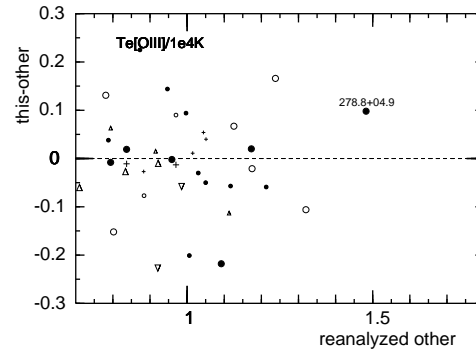


Fig. 7. Comparison of the $[O\ III]$ electron temperatures derived in this work and determined by other authors for the same objects; symbols are the same as in Fig.3. Smaller symbols indicate that in the other work the values were marked as uncertain

Figure 8 shows the relation between the difference between $[N\ II]$ and $[O\ III]$ temperatures with $[O\ III]$ temperatures for the [WR] and *wels* PN in comparison with the data for the non-WR PN. In nebulae of low electron temperature, the $[N\ II]$ temperature exceeds the one in $[O\ III]$, but in nebulae of high electron temperature the $[N\ II]$ temperature is lower. From 74 ‘normal’ PN one obtains a very tight correlation, with a coefficient of -0.74 :

$$(T_e([N\ II]) - T_e([O\ III])) = (8090 \pm 923) - (0.750 \pm 0.080) \times T_e([O\ III]) \quad (1)$$

which is displayed in Fig. 8. Taking all [WO] and [WC] PN together, one obtains from 24 objects a similarly tight correlation (coefficient -0.86):

$$(T_e([N\ II]) - T_e([O\ III])) = (7780 \pm 995) - (0.770 \pm 0.97) \times T_e([O\ III]) \quad (2)$$

which is nearly identical. Taking the only 12 [WC], the slope is flatter -0.509 ± 0.144 and a correlation coefficient of -0.74 is found; from 11 [WO] PN one gets a slope of -0.854 ± 0.174 and a coefficient of -0.85 . Thus the [WR] objects follow rather closely the relation seen among the ‘normal’ PN. Only a larger sample would permit to judge whether the difference between [WO] and [WC] is really significant. As is already apparent from their scattered positions in Fig. 8, the 10 *wels* PN do not yield a significant correlation. The strong tendency for the ‘normal’ PN objects to have larger $[N\ II]$ temperatures has already been found by Górný et al. (2004) but not for the [WR] objects. From their Fig. 2 one also notes a tendency that in the hotter nebulae $[N\ II]$ temperatures are lower than the ones from $[O\ III]$.

The lower electron temperatures in the [WR] objects are also evident in the histogram (Fig. 9). The average temperature is $10440 \pm 390\ \text{K}$ from 28 [WR] objects, somewhat lower

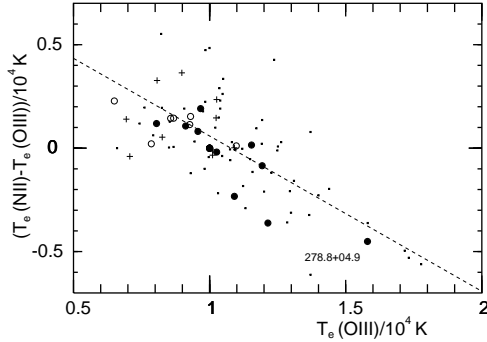


Fig. 8. Relation between difference of electron temperatures from [N II] and [O III] line ratios with the [O III] electron temperatures for PN with central stars of types [WO] (filled circles), [WC] (open circles), *wels* (plus-signs), and any other (small dots). The dotted line indicates the regression line obtained from the ‘normal’ PN only.

than 11680 ± 200 K from the 164 ‘normal’ PN; the dispersions are also quite similar: 2070 ± 280 K and 2620 ± 140 K, respectively. Much more different are the *wels* nebulae: with a single exception of PNG 331.3 + 16.8, the 14 objects have [O III] temperatures in the narrow range between about 8000 and 11000 K, as is also apparent in Fig. 8. The mean is 9390 ± 460 and the dispersion 1740 ± 330 K, which includes the singular PNG 331.3 + 16.8.

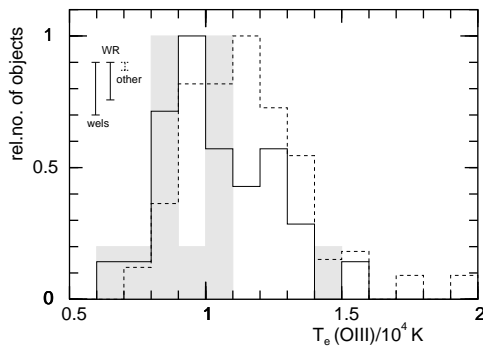


Fig. 9. Histograms of the [O III] electron temperature for the [WR] objects (full line), the *wels* PN (shaded area) and the objects with ‘normal’ central stars (dashed). The vertical error bars indicate the contribution by a single object.

Inspection of the temperatures and excitation classes shows a mild tendency for both [N II] and [O III] temperatures to increase with increasing excitation class, but no significant difference could be found in the behaviour of [WR] and normal PN. PNG 278.8 + 04.9 remains exceptional in having one of the highest [O III] temperatures found among any PN; the other objects seen in Fig. 8 in its vicinity are PNG 086.5 – 08.8 (data from AC83), PNG 245.4 + 01.6, PNG 261.6 + 03.0, and PNG 275.8 – 02.9 (from KB94).

Electron densities n_e are determined from the intensity ratios of the doublet [S II] 6717/6731 Å. If the [S II] lines

cannot be measured, we use the [Cl III] 5517/5537 Å ratio (indicated by ‘C’ in Table 2). In several nebulae the [S II] line ratio is close to the high-density limit. PNe whose density exceeds $20,000 \text{ cm}^{-3}$ are marked by a ‘H’ in Table 2 and this adopted value is used in further analysis.

4. Chemical compositions of the nebulae

With the electronic temperatures and densities obtained from the analysis of line ratios described above, the emissivities of all lines can be computed and thus from the observed dereddened intensities the ionic abundances relative to H^+ are deduced. Whenever both [N II] and [O III] electron temperatures are available, we use the [N II] temperature for the low ionization species (N^+ , O^+ , S^+ , S^{++}) and the [O III] temperature for the higher species (O^{++} , Ne^{++} , Ar^{++} , Ar^{3+}). To correct for unseen stages of ionization, the usual empirical correction factors (ICF) are applied (see Aller 1984). Table 3 (on-line version), presents the derived abundances of the 48 nebulae. All abundances are expressed in the usual logarithmic form of $12 + \lg(n(\text{X})/n(\text{H}))$.

For helium, the abundances of He^+ and He^{++} are derived from the He I and He II recombination lines. The emissivities of the He I lines are corrected for self-absorption and collisional excitation. In low excitation nebulae there could be present an appreciable amount of unobservable neutral helium. Therefore the He abundances in low excitation nebulae (EC 4 and less) are only lower limits and are marked with a colon in Table 3 (on-line version). For the sulphur ICF, we use the recipe of Samland et al. (1992), while for chlorine we apply a simple formula that gave a reasonable approximation to results from photoionization models:

$$\frac{\text{Cl}}{\text{H}} \approx \frac{\text{Cl}^{++}}{\text{H}^+} \left(\frac{\text{He}}{\text{He}^+} \right)^2$$

4.1. Elements synthesized in progenitor stars

Helium and nitrogen are elements that are produced in more massive progenitor stars of PN. Hence abundances of these elements is expected to be an indicator of the mass of the progenitor star. Comparing the histogram of helium abundances (Fig. 10), we find no evidence for any significant difference between the different types. Using only data without colon and quality code Q=A analyses from 11 [WR] PN, 14 *wels*, and 87 ‘normal’ PN, we obtain respective average values of 11.05 ± 0.02 , 10.97 ± 0.03 , and 11.02 ± 0.01 , which places the [WR] PN above the solar value and the normal PN, but the *wels* have lower helium abundances. The dispersions are 0.05 ± 0.01 , 0.10 ± 0.02 , and 0.10 ± 0.01 , respectively.

Likewise, the relation between helium abundance and the N/O abundance ratio exhibits no clear difference between the two types of nebulae. Neither is obvious any difference between objects with [WO], [WC], or *wels* central stars, as depicted in Fig. 11. Two objects fulfill the criterion of Peimbert & Torres-Peimbert (1983) for Type I nebulae: the [WO] types PNG 002.2 – 09.4 and PNG 278.8 + 04.9, and with the *wels* PNG 006.4 + 02.0 doing nearly so.

The average helium abundances for all types, presented in Table 4, are solar without any significant differences.

Table 2. Plasma parameters of the planetary nebulae of this sample. The spectral types are from Acker & Neiner (2003). Given are: overall quality of the analysis (see the text), excitation classes EC following Aller's (1956) system, $H\beta$ fluxes in $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$, extinction constant c , electron temperatures from the [O III] and [N II] line ratios in 10^4 K, electron density from the [S II] line ratio in units of 1000cm^{-3} . Values marked with 'A' are default values assumed in absence of the line ratio; densities marked with 'H' are lower limits because of the saturation of the [S II] ratio for high densities, densities marked with 'C' are from the [Cl III] lines

PN G	common name	Spec.Type	Q	EC	$\lg(F(H\beta))$	c	T(OIII)	T(NII)	n(SII)
000.4 - 01.9	M 2-20	WC5-6	A	4	-12.80	1.71	—	0.79	5.40
002.2 - 09.4	Cn 1-5	WO4pe	A	5	-11.75	0.42	0.87	—	4.82
002.4 + 05.8	NGC 6369	WO3	A	5	-13.50	1.91	0.80	0.92	1.74
003.1 + 02.9	Hb 4	WO3	A	6	-12.50	1.76	0.96	1.04	6.71
004.8 - 22.7	He 2-436	WC4	C	5	-12.39	0.55	1.00A	1.00A	12.92 C
004.9 + 04.9	M 1-25	WC4	A	4	-12.24	1.46	0.79	0.81	8.00
006.0 - 03.6	M 2-31	WC4	A	5	-12.50	1.29	0.93	1.08	5.31
006.4 + 02.0	M 1-31	wels	A	5	-12.73	2.00	—	0.99	11.70
006.8 + 04.1	M 3-15	WC4	A	5	-12.89	2.08	1.10	1.11	5.56
009.4 - 05.0	NGC 6629	wels	A	5	-12.16	0.92	0.86	—	2.13
010.8 - 01.8	NGC 6578	wels	A	5	-12.49	1.35	0.83	0.88	7.46
011.7 - 00.6	NGC 6567	wels	A	5	-11.47	0.70	1.09	1.09	10.46
011.9 + 04.2	M 1-32	WO4pe	A	4	-12.53	1.30	1.09	0.86	9.25
012.2 + 04.9	PM 1-188	WC10	C	< 2	-14.53	1.36	1.00A	1.00A	2.29
016.4 - 01.9	M 1-46	wels	A	< 2	-12.33	1.07	—	0.69	2.83
017.9 - 04.8	M 3-30	WO1	C	7	-14.07	0.52	1.00A	1.00A	3.40
019.4 - 05.3	M 1-61	wels	A	5	-11.74	1.71	0.93	—	16.41
019.7 - 04.5	M 1-60	WC4	A	5	-12.67	1.52	0.86	1.00	6.93
020.9 - 01.1	M 1-51	WO4pe	A	5	-13.92	3.37	—	0.88	7.73
027.6 + 04.2	M 2-43	WC7-8	C	4	-12.79	2.67	1.00A	1.00A	11.00 C
029.2 - 05.9	NGC 6751	WO4	A	5	-13.06	0.50	1.06	—	2.27
034.6 + 11.8	NGC 6572	wels	A	5	-10.73	0.30	1.02	1.17	17.41
038.2 + 12.0	Cn 3-1	wels	A	< 2	-11.33	0.44	—	0.75	6.90
048.7 + 01.9	He 2-429	WC4	A	4	-13.36	2.21	—	0.84	7.16
055.5 - 00.5	M 1-71	wels	A	5	-12.52	2.18	0.90	1.26	12.39
057.2 - 08.9	NGC 6879	wels	A	5	-11.70	0.42	1.03	1.26	4.16
061.4 - 09.5	NGC 6905	WO2	B	7	-12.84	0.00 A	1.15	1.17	0.53
068.3 - 02.7	He 2-459	WC9	C	< 2	-13.38	2.65	1.00A	1.00A	16.17
253.9 + 05.7	M 3-6	wels	A	5	-12.05	0.49	0.81	1.13	5.21
258.1 - 00.3	He 2-9	wels	A	4	-12.71	2.22	1.01	0.98	10.85
274.6 + 02.1	He 2-35	wels	A	5	-12.29	0.80	0.87	—	1.97 C
278.1 - 05.9	NGC 2867	WO2	A	7	-11.57	0.58	1.19	1.11	2.81
278.8 + 04.9	PB 6	WO1	A	7	-13.38	0.57	1.58	1.13	2.89
285.4 + 01.5	Pe 1-1	WO4	A	5	-12.72	2.16	0.97	1.16	18.31
291.3 - 26.2	Vo 1	WC10	C	< 2	-14.15	2.19	1.00A	1.00A	5.00 C
292.4 + 04.1	PB 8	WC5-6	A	6	-12.01	0.67	0.65	0.88	3.99
300.7 - 02.0	He 2-86	WC4	A	5	-12.62	2.49	0.87	1.01	11.90
307.2 - 03.4	NGC 5189	WO1	A	5	-13.33	0.44	1.21	0.85	0.48
327.1 - 02.2	He 2-142	WC9	B	< 2	-12.34	2.11	—	0.75	20.00 H
331.3 + 16.8	NGC 5873	wels	A	7	-11.56	0.37	1.40	—	5.19
336.2 - 06.9	PC 14	WO4	A	5	-12.16	0.65	0.91	1.02	3.05
337.4 + 01.6	Pe 1-7	WC9	B	< 2	-12.69	2.79	—	1.64	20.00 H
351.1 + 04.8	M 1-19	wels	A	4	-12.27	1.24	0.69	0.83	5.49
355.2 - 02.5	H 1-29	WC4	A	5	-12.81	1.61	0.93	1.04	7.30
355.9 - 04.2	M 1-30	wels	A	3	-12.24	1.01	0.71	0.67	4.93
356.7 - 04.8	H 1-41	wels	A	7	-12.67	0.65	1.01	1.00	1.17
357.1 + 03.6	M 3-7	wels	A	4	-12.80	1.83	—	0.78	4.67
358.3 - 21.6	IC 1297	WO3	A	7	-11.62	0.18	1.03	1.01	2.80

The nitrogen abundance in [WC] and [WO] is somewhat enhanced with respect to the Sun, but *wels* and 'normal' PN have solar values. The N/O abundance ratio found in both [WC] and [WO] type nebulae is about thrice solar, but in 'normal' nebulae it is not more than twice solar. The *wels* objects have nearly a solar ratio. One also notes that the helium abundance is somewhat lower, by about twice the standard error. It thus is tempting to identify *wels* nebulae as coming from less massive progenitor stars than the other types of PN.

4.2. The other elements

Oxygen, neon, sulphur, and argon are synthesized in massive stars, and their abundances are not altered by the nucleosynthesis in the PN progenitor stars. The average oxy-

gen abundances, presented in Table 4, among [WC] and [WO] PN are slightly above the values found in *wels* and 'normal' PN, all of which are significantly lower (about 0.3 dex) than the solar system abundance. Neon is close to solar values in all types. Sulphur is about 0.3 dex higher in [WO] and [WC] than in *wels* and 'normal' PN. In all PN sulphur appears to be lower than the solar value; however, one has to keep in mind that the empirical ICF for sulphur is less accurate than for nitrogen or neon. Thus we do not want to exclude a systematic tendency for underestimating the sulphur abundances. Within the error bars, argon is also solar in all types of nebulae. Therefore, the chemical compositions of planetary nebulae with central stars of types [WC], [WO], and *wels* appear to differ somewhat from those of nebulae with 'normal' central stars, with nearly solar system values.

Table 4. Average abundances for the PN of each type, along with the dispersion. Only values without a colon in Table 3 from class ‘A’ analyses are taken into account; numbers of objects used are given in parenthesis. The values for the non-WR sample come from our reanalysis of the published data. The solar system abundances are from Anders & Grevesse (1989)

Element	[WC]	[WO]	<i>wels</i>	non-WR	solar
He	11.06 ± 0.03 (3)	11.06 ± 0.06 (6)	10.97 ± 0.10 (14)	11.02 ± 0.10 (87)	10.99
N	8.43 ± 0.28 (9)	8.37 ± 0.23 (12)	7.94 ± 0.38 (18)	8.13 ± 0.55 (144)	8.05
O	8.70 ± 0.13 (9)	8.72 ± 0.14 (12)	8.64 ± 0.15 (18)	8.57 ± 0.26 (155)	8.93
Ne	7.93 ± 0.24 (8)	8.10 ± 0.25 (12)	7.94 ± 0.16 (15)	7.92 ± 0.30 (88)	8.09
S	7.05 ± 0.20 (9)	7.06 ± 0.25 (12)	6.79 ± 0.25 (17)	6.78 ± 0.30 (109)	7.21
Ar	6.58 ± 0.17 (7)	6.40 ± 0.25 (9)	6.34 ± 0.32 (12)	6.22 ± 0.28 (80)	6.56
N/O	-0.27 ± 0.25 (9)	-0.35 ± 0.25 (12)	-0.70 ± 0.35 (18)	-0.44 ± 0.48 (143)	-0.88

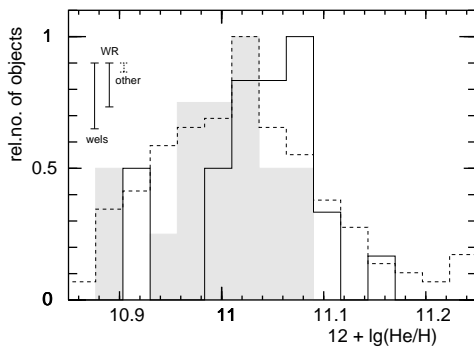


Fig. 10. Distribution of helium abundances among [WR] PN (full line), *wels* objects (shaded area), and nebulae around ‘normal’ central stars (dashed line). The vertical error bars indicate the contribution by a single object.

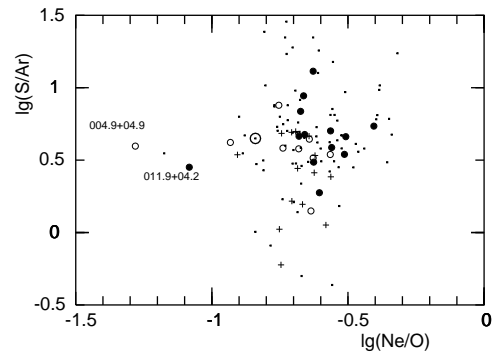


Fig. 12. Relation between the abundance ratios Ne/O and S/Ar. The symbols are as in Fig. 8. The solar symbol indicates solar values ($\lg(\text{Ne}/\text{O}) = -0.84$ and $\lg(\text{S}/\text{Ar}) = 0.65$)

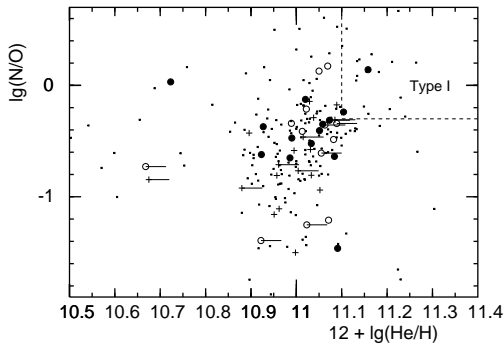


Fig. 11. Relation between helium abundances and N/O abundance ratios for WR, *wels* and ‘normal’ PN. The symbols are as in Fig. 8. Short bars indicate a lower limit to the He abundance in WRPN of excitation class below 5

The abundance ratios Ne/O and S/Ar, shown in Fig. 12, of either type of PN are rather close to the ratios found in the Sun. As already seen from Table 4, all PN cluster around the solar system value for S/Ar ratio, but at higher Ne/O ratio. The distributions of the [WC] and [WO] nebulae are quite similar to those of the ‘normal’ PN. However, a slight difference can be noted, in that the [WO] tend to have higher Ne/O and S/Ar ratios, while among the [WC] both ratios are smaller. The *wels* also show a preference for

having lower S/Ar ratios. Because this pattern is already present, if one considers only nebulae of the same excitation (e.g. 5), these differences appear to be real, and not to be artifacts caused by the use of ICF, for example.

There are two remarkable outliers, PNG 004.9 + 04.9 (one of the three nuclei of [WC 5-6] type) and PNG 011.9 + 04.2 (one of the four nuclei of type [WO 4p] which show very high velocity winds), which also stand out in diagrams of the other combinations of abundance ratios; neither object shows any obvious flaw in the observational material or analysis. In these objects, PSM01 had found unusually low Ne/O abundance ratios of 0.00343 and 0.00371, respectively. Our values (0.052 and 0.083) are higher, but still substantially lower than the solar value of 0.16. The other non-WR object in the vicinity is PNG 325.4 – 04.0 observed by Kingsburgh & Barlow (1994).

5. Other global relations

5.1. Diagnostic diagram

In the diagnostic diagram of the intensity ratios $H\alpha/[N\ II]$ and $H\alpha/[S\ II]$ (Fig. 13, after Cantó 1981 and Corradi et al. 1997), the nebulae of our sample cover the region occupied by planetary nebulae. Except for some preference of the [WO] objects to do not extend to high $H\alpha/[S\ II]$ and $H\alpha/[N\ II]$ ratios, no specific region for [WR] nebulae can be distinguished.

8

P.Girard et al.: Planetary nebulae with [WR] central stars

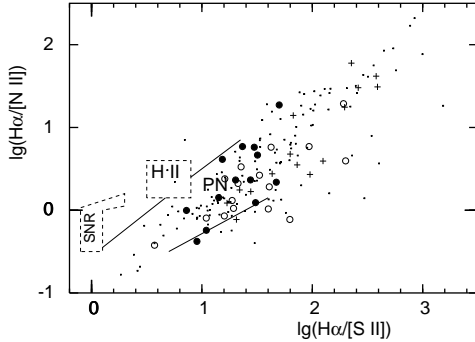


Fig. 13. The intensity ratios $H\alpha/[N II]$ and $H\alpha/[S II]$ of our objects, in relation to the regions identified by Cantó (1981). The symbols are as in Fig. 8.

5.2. Dereddened flux and angular diameter

The diagram of dereddened $H\beta$ flux and angular diameter allows some inferences on the number of ionizing photons from the central star: In an ionization bounded Strömgen sphere of radius R , the dereddened $H\beta$ flux at a distance d depends on the number of ionizing photons as

$$\mathcal{N}_{LyC} = \frac{4\pi}{3} \alpha_B R^3 n^2 = \frac{\alpha_B}{\alpha_{eff}} \cdot 4\pi d^2 \cdot F_0(H\beta) \quad (1)$$

with the coefficients α_B for all recombinations to excited levels and α_{rmeff} for leading to the emission of $H\beta$ photons. Using the relation $R/d = \sin(D) = D$ between angular diameter D and R , one obtains

$$F_0 d^2 \propto F_0 / D^2 \cdot \mathcal{N}_{LyC}^{2/3} \cdot n^{-4/3} \quad (2)$$

and demanding that the ionized mass $M_{ion} = 4\pi n m R^3 / 3$ remains constant, one gets

$$F_0 \propto D^2 \cdot \mathcal{N}_{LyC}^{5/3} \cdot M_{ion}^{-4/3} \quad (3)$$

From the catalog of Acker et al. (1992) we take the optical diameter or – if that datum is uncertain, an upper limit, or the object is described as ‘stellar’ – the radio diameter. Figure 14 shows that ‘normal’ PN have a wide distribution in both diameter and number of ionizing photons. The same characteristic is also found among the [WO] types, as far as one can judge from the limited number of objects. However, the [WC] nebulae have a strong tendency to be smaller: except PNG 004.8 – 22.7 for which the optical diameter of 10 arcsec is only an upper limit, all nebulae are smaller than 6.6 arcsec (PNG 000.4 – 01.9). Late-type [WC] 10, 9, and 7-8 objects (shown as open squares) are smaller than about 5 arcsec, have high $H\beta$ fluxes, and high number of ionizing photons, about $\lg \mathcal{N}_{LyC} > 48$. All this ties in well with the notion that [WC] objects are young and compact nebulae. The *wels* have a fairly wide range in diameters and in ionizing photon number, although one may note that none is present with diameters larger than about 15 arcsec and $\lg \mathcal{N}_{LyC} < 47.3$. One also has to keep in mind that these numbers depend on the ionized mass of the nebula, which might vary among the types.

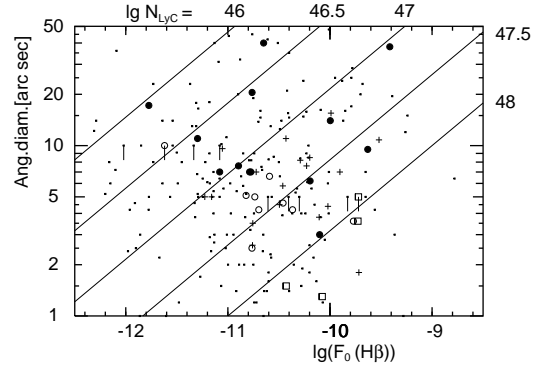


Fig. 14. Dereddened $H\beta$ fluxes and angular diameters of nebulae with central stars of the various types: [WO] (filled circles), [WC] 5-6 and 4 (open circles), [WC] 10, 9, and 7-8 (open squares), *wels* (plus-signs), and any other (small dots). Short vertical lines mark objects whose diameter is only an upper limit. The lines of constant number of ionizing photons (in photons s^{-1}) are computed for ionization bounded nebulae of 0.25 solar masses

5.3. Infrared colours

Planetary nebulae are strong infrared emitters, due to their heated dust: as the nebula expands, the dust cools and the dust colours redden. Fig. 15 shows the two-colour diagram for our samples. The [WR] objects are found mainly towards the left in the diagram and the *wels* are shifted to bluer colours, below the cooling line.

By using the dust model of Siebenmorgen et al. (1994), the IRAS fluxes can be calculated at any time following the nebular expansion, both for carbon-rich and oxygen-rich dust (see Acker et al. 1996a, and Gesicki et al. 2006). From the Fig. 15 of this paper and the Fig. 7 of Gesicki et al. (2006), the [WR] stars are displayed along evolutionary progression of carbon-rich nebular dust, from cool stars with bluer IRAS colours (like those of post-AGB stars) to hot stars with redder IRAS colours. But the *wels* sample appears to be shifted below the oxygen rich track. Note that most of the *wels* were classified as O-rich stars by Méndez (1991).

On the other hand, Gesicki et al. (2006) show that about 65% of the CSPNe have good IRAS detections, with different detection rates: respectively 52%, 53%, and 88% for ‘normal’, *wels* and [WR] PNe, the latest being on average much stronger IRAS emitters. If one considers 25 and 60 μm only, the detection rates become 89%, 86% and 100%, i.e. the difference is rather reduced, which indicates that [WR] PNe (essentially [WC] PNe) are stronger emitter at 12 μm . This is indicative of small dust grains, which is not found in *wels*.

The [WR] evolution seems marked by the presence of nebular turbulence, almost universal for [WR] PNe, common for *wels* but rare for ‘normal’ PNe (91%, 24%, and 7%, respectively), a difference which shows that the ‘normal’ PNe are not closely related to the [WR] stars, as the different dynamics of the nebulae takes time to build up (Acker et al. 2002, Acker & Neiner 2003, Gesicki et al. 2006). Given the differences in IRAS colours, chemistry and carbon surface abundances of the [WC] stars, a se-

quence can be considered where they evolve too slowly to reach [WO] types while still surrounded by a bright nebula. Gesicki et al. (2006) show that strong correlation appears between enhanced $12\mu\text{m}$ flux and turbulence for the [WC] PNe, leading to the formation of small grains. But this is not the case for the *wels* which show almost identical colours regardless of turbulence. The expansion is a strong function of metallicity, therefore the expansion of the nebulae around O-rich stars grows slower than around C-rich stars (Acker et al. 1996a), and shows lower dust abundance in the AGB wind (Wood et al. 1992). The very blue [WO 4] nebula PC 14 (PNG 336.2 – 06.9) is perhaps more compact than other [WO 4] PNe, with a lower expansion related to a lower metallicity. We also note that many [WC] stars show a unique feature in their nebular chemistry, with both PAHs and oxygen-rich dust and gas being present (Zijlstra 2001). This mixed chemistry is not seen among either [WR] PNe or any other group of PNe.

All these aspects confirm the analysis by Tylenda et al. (1993), who argue that the [WR] and the *wels* form two distinct groups: *wels* show very weak emission lines, and a different chemistry in the line forming wind, the N/C ratio being higher in *wels* than in [WC] (Acker et al. 1996a). The [WR] PNe seem to be more compact than the nebulae around *wels*, which indicates a different mass-loss history. The progenitor properties (age, metallicity, stellar activity) may play the major rôle in the formation of a *wels* or a [WC] star.

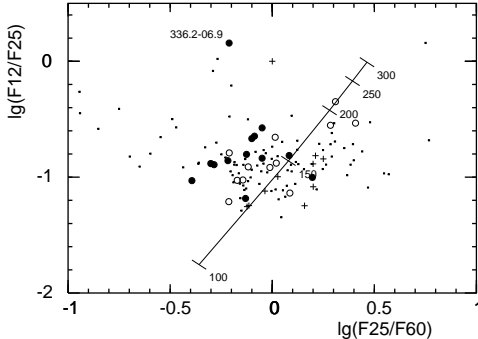


Fig. 15. Two-colour diagram of IRAS fluxes at 12, 25, and 60 μm . Symbols have the same meaning as in Fig. 8. Only high quality data is included. The line with ticks indicates the colours of black-body spectra between 100 and 300 K

From the DENIS database at CDS we extracted the infrared colours for our objects (10 [WO], 14 [WC], 13 *wels*, and 94 non-WR nebulae). In the two colour diagram (Fig. 16) of the I(0.82 μm), J(1.25 μm) and K(2.15 μm) bands, most nebulae of all types cluster near colour temperatures of 4000 K. While none of the [WO] objects is found elsewhere, several [WC] nebulae are found at high (J-K)₀ colour indices: foremost PNG 012.2 + 04.9 and PNG 291.3 – 26.2 which have been suspected for the presence of hot dust (Górny et al. 2001), and also PNG 004.8 – 22.7, PNG 027.6 + 04.2, and PNG 327.1 – 02.2.

Likewise, two *wels* are found with high (I-J)₀ values: PNG 010.8 – 01.8 and PNG 357.1 + 03.6. Inspection of the

DENIS data reveals that none of these objects has magnitude errors in excess of the other objects. Neither do we find correlations with other nebular properties, such as H β flux, extinction, or angular diameter.

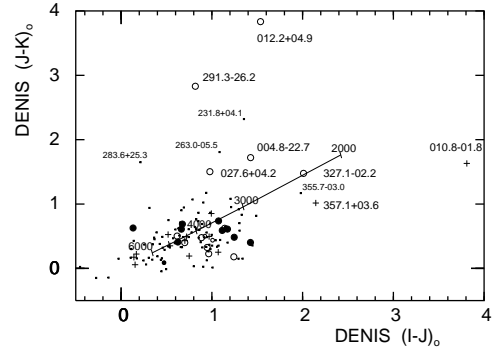


Fig. 16. The two-colour diagram of I-J vs J-K from DENIS data. The line with ticks indicates colours from blackbody with temperatures from 3000 to 6000 K. The symbols are as in Fig. 8

6. Relations between central star and nebula

To explore the possibility of an evolutionary sequence from [WC 11] to [WO 1], we investigate the nebular properties as a function of the spectral type of their central stars. Since the excitation class is a measure of the temperature of the ionizing source, it is expected to be linked to the temperature of the central star. Figure 17 indicates a clear relation between spectral type and excitation class, in the sense that [WC] central stars are found in low excitation nebulae, while the early [WO] stars are surrounded by nebulae of highest excitation. The *wels* central stars are found in objects of any level of excitation. Given the small sample, we regard the large number with EC = 5 as an observational selection effect.

This is also evident in the electron temperatures, depicted in Fig. 18. Unfortunately, there are no measurements of the [O III] temperature in the low excitation nebulae, and the few reliable [N II] temperatures do not allow to follow this correlation among these types of objects.

Fig. 19 shows that the electron density decreases along the sequence from cooler [WC 10] to hot [WO 1]. This ties in well with the notion of an evolutionary sequence: as the density decreases due to the nebular expansion, the central star becomes hotter. In contrast, the *wels* objects display a wide range of densities, and cannot be incorporated into this sequence.

All these results support an evolutionary sequence from [WC 11] central stars which are cool and surrounded by dense, low excitation nebulae towards hot [WO 1] stars with low density, high excitation nebulae.

The *wels* objects evidently belong to a different class of planetaries which do not appear to be evolutionarily related to the [WR] type nebulae.

10

P.Girard et al.: Planetary nebulae with [WR] central stars

7											1	2	2	2
6					1						1			
5						6	2	3	1			1	10	
4				1	2	1	1						3	
3													1	
<2		2	3										2	
	11	10	9	7/8	5/6	4	4p	4	3	2	1	w		
WC.....				WO.....								

Fig. 17. Distribution of nebulae among central star spectral types and excitation class of the nebula. The column marked 'w' refers to *wels* objects

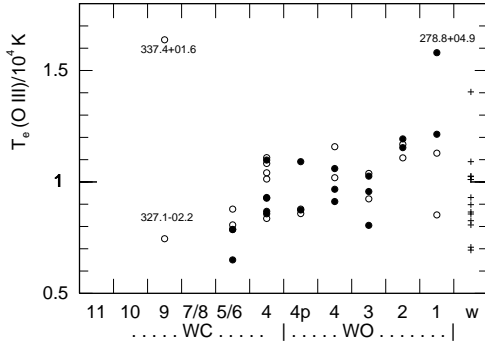


Fig. 18. Relation between spectral types and electron temperature from [O III] (filled circles) and from [N II] (open circles). *wels* are marked by a cross

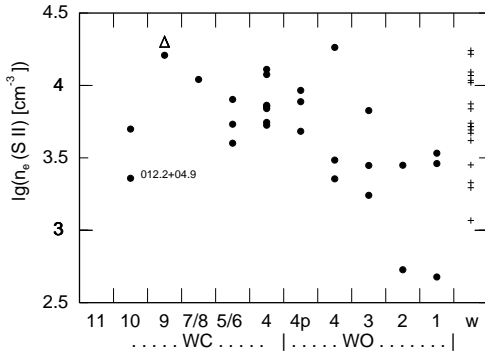


Fig. 19. Relation between spectral types and electron density from [S II]. ' Δ ' are the limit of density determination (marked 20.00H in table 2). *wels* are marked by a cross

7. Conclusions

Nebular spectra of 48 PN around central stars of [WR] and *wels* spectral type are analyzed for plasma properties and chemical compositions. Comparison of the results for [WC], [WO] and *wels* objects with the properties of 'normal' non-

WR type objects confirm that the nebulae of either group are very similar:

- they remain indistinguishable in Canto's diagnostic diagram
- the relation of electron temperatures from [N II] and [O III] lines show the same trend and range
- the average [O III] temperature in [WR] PN and *wels* objects is about 3000 K lower than in non-WR nebulae
- they have the same average helium abundances, and abundance distributions. *wels* have slightly lower helium abundances
- the nitrogen abundances in [WC] and [WO] nebulae are somewhat enhanced with respect to the Sun, while *wels* and non-WR PN have solar values
- the N/O abundance ratio in both [WC] and [WO] PN is about thrice solar, somewhat higher than in non-WR (less than twice solar). But *wels* objects have a much lower ratio, of nearly solar value
- O, Ne, S, Ar abundances are nearly solar in all groups.
- [WC] and *wels* nebulae tend to be smaller than [WO] and non-WR objects
- the number of ionizing photons covers the same range and has the same average value
- in the IRAS two-colour diagram, *wels* are shifted to bluer colours than the other [WR] PN
- in the DENIS two-colour diagram some [WC]s are found at high $(J-K)_0$ values while two *wels* have high $(I-J)_0$ colour indices.

With respect to the central star's spectral type, some clear trends are present: From [WC 11] to [WO 1],

- the excitation class rises, hence the temperature of the star's ionizing spectrum
- the electron temperature rises
- the electron density decreases

as one would expect for an evolutionary sequence from late to early spectra type, as the star heats up and the nebula expands. The *wels* nebulae have properties that cover a wide range, and they evidently belong to a separate subclass of PN, and do not appear to be evolutionarily related to the [WR] type nebulae.

Thus our results corroborate the evolutionary sequence from [WC 11] central stars which are cool and surrounded by dense, low excitation nebulae towards hot [WO 1] stars with low density, high excitation nebulae with embedded cooler dust. On the other hand, there is no evidence for the *wels* being linked by evolution to the [WR] PN. Rather they seem to constitute a separate class of objects with a variety of nebular properties. Their lower N/O ratio and the hint of a lower He/H abundance suggests that they might have formed from less massive progenitor stars than the other PN.

Acknowledgements. We thank Sophie Durand for a first measurement of the majority of the spectra. We wish to express our thanks to the referee for detailed comments and constructive suggestions.

References

- Acker A., Neiner C., 2003, A&A 403, 659 (AN03)
 Acker A., Gesicki K., Grosdidier Y., Durand S., 2002, A&A 384, 620
 Acker A., Górny S.K., Cuisinier F., 1996a, A&A 305, 944
 Acker A., Köppen J., Stenholm B., Raytchev, B., 1991, A&AS 89, 237

- Acker A., Samland M., Köppen J., Stenholm B., 1989, *ESO Messenger* 58, 44
- Acker A., Ochsenbein F., Stenholm B., Tylenda R., Marcout J., Schohn C., 1992, *Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae (SECGPN)*, ESO, Garching
- Acker A., Marcout J., Ochsenbein F., 1996b, *First Supplement to the SECGPN*, Observatoire de Strasbourg.
- Aller L.H., 1956, *Gaseous Nebulae*, The International Astrophysics Series, vol. III, Chapman & Hall, London
- Aller L.H., 1984, *Physics of Thermal Gaseous Nebulae*, Reidel, Dordrecht
- Aller L.H., Czyzak S.J., 1983, *ApJ* 51, 211 (AC83)
- Aller L.H., Keyes C.D., 1980, *Ap&SS* 72, 203 (AK80)
- Aller L.H., Keyes C.D., 1987, *ApJ Suppl.* 65, 405 (AK87)
- Aller L.H., Keyes C.D., Czyzak S. J., 1981, *ApJ* 250, 596
- Aller L.H., Keyes C.D., Feibelman W., 1986, *ApJ* 311, 930 (AKF86)
- Barker T., 1978, *ApJ* 219, 914
- Berrington K.A., Kingston A.E., 1988, *J.Phys.B* 20, 6331
- Brocklehurst M., 1972, *MNRAS* 157, 211
- Cantó J., 1981, in *Investigating the Universe*, Reidel, Dordrecht, p.95
- Corradi R.L.M., Villaver E., Mampaso A., Perinotto M., 1997, *A&A* 324, 276
- Crowther P.A., De Marco O., Barlow M.J., 1998, *MNRAS* 296, 367 (CMB98)
- Cuisinier F., Acker A., Köppen J., 1996, *A&A* 307, 215 (CAK96)
- Cuisinier F., Maciel W.J., Acker A., Köppen J., Stenholm B., 2000, *A&A* (CMAKS00)
- DENIS database at <http://cdsweb.u-strasbg.fr/denis.html>
- Gesicki K., Zijlstra A.A., Acker A., Gorny S.K., Gozdziwski K., Walsh J.R., 2006 *A&* 451,925
- Górny S.K., Stasińska G., 1995, *A&A* 303, 893
- Górny S.K., Stasińska G., Szczerba R., Tylenda R., 2001, *A&A* 377,1007
- Górny S.K., Stasińska G., Escudero A.V., Costa R.D.D., 2004, *A&A* 427, 231
- Górny S.K., Tylenda R., 2000, *A&A* 362, 1008
- Kingsburgh R.L., Barlow M.J., 1994, *MNRAS* 271, 257 (KB94)
- Köppen J., Acker A., Stenholm B., 1991, *A&A* 248, 197
- Méndez R.H., 1991, *IAU Symp.* 145, 375
- Mendoza C., 1983, *IAU Symp.* 103, 143
- Peimbert M., Torres-Peimbert S., 1983, *IAU Symp.* 103, 233
- Peña M., Stasińska G., Medina S., 2001, *A&A* 367, 983 (PSM01)
- Samland M., Köppen J., Acker A., Stenholm B., 1992, *A&A* 264, 184
- Siebenmorgen R., Zijlstra A.A., Krügel E., 1994, *MNRAS* 271, 449
- Shaw A.R., Kaler J.B., 1989, *ApJS*, 69, 495 (SK89)
- Tylenda R., Acker A., Stenholm B., Köppen J., 1992, *A&AS* 95, 377 (TASK92)
- Tylenda R., Acker A., Stenholm B., 1993, *A&AS* 102, 595
- Wood P.R., Whiteoak J.B., Hugues S.M.G. et al., 1992, *ApJ* 397, 552
- Zijlstra A.A., 2001, *Ap&SS*, 275, 79

Appendix A: Comparison of the methods

We reanalyzed with HOPPLA the dereddened line intensities of the objects in the other works and compare the plasma parameters and abundances with the authors' original values (except for CAK96 and CMAKS00 who also use HOPPLA).

Since both HOPPLA and PSM01 use nearly the same atomic data, and use rather similar strategies, the reanalysis of their data gives almost identical results: both [O III] and [N II] electron temperatures are retrieved within 100 K (i.e. within the 3 decimal places of the authors' data), and the [S II] densities are within 0.05 dex. As shown in Fig. A.1, the helium abundances mostly agree within 0.01 dex; however, for several high excitation objects (PNG 017.9 – 04.8, PNG 061.4 – 09.5, PNG 144.5 + 06.5, PNG 161.2 – 14.8, PNG 189.1 + 19.8, PNG 243.3 – 01.0, PNG 278.1 – 05.9, PNG 278.8 + 04.9, PNG 286.3 + 02.8) HOPPLA yields a smaller value, by as much as 0.06 dex. None of the objects shows discrepancies in electron density or temperature; however, in PNG 061.4 – 09.5 and PNG 278.1 – 05.9 the He I intensity is given as a single digit only (4 and 5),

which could mean an uncertainty of as much as 20 percent. Another exception is PNG 356.2 – 04.4 for which a higher He abundance is found (by 0.08 dex). The origin for this discrepancy could not be found. The oxygen abundances (Fig. A.2) are recovered within 0.1 dex, with the exceptions of PNG 061.4 – 09.5, PNG 161.2 – 14.8, PNG 189.1 + 19.8, PNG 243.3 – 01.0, PNG 278.8 + 04.9, and PNG 286.3 + 02.8 which have values as much as 0.2 dex higher than in PSM01. The origin is that in these high excitation objects the oxygen ICF depends on the (high) He⁺⁺/He ratio which propagates and amplifies the deviation found in the He abundances. The maximum deviation in the N/O abundance ratio (Fig. A.3) is 0.05 dex in PNG 004.9 + 04.9. We conclude that both methods give nearly identical results.

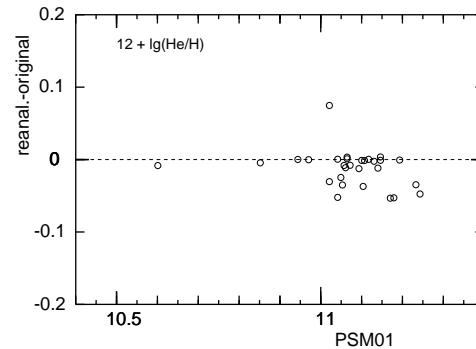


Fig. A.1. The helium abundances of the PN observed by PSM01 compared to the values found by HOPPLA from the same data

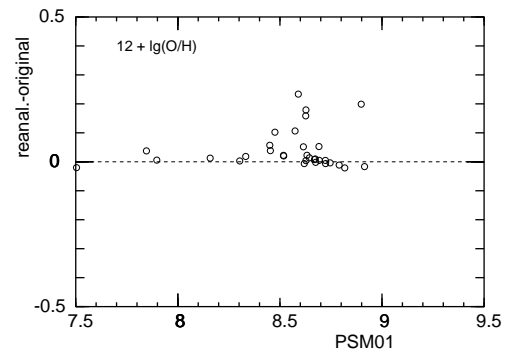


Fig. A.2. The oxygen abundances of the PN observed by PSM01 compared to the values found by HOPPLA from the same data

We refrain from showing for the other works the plots of comparing original and re-derived values for all quantities, but present the essential results in Table A.1 in numerical form. We summarize the inspection of the plots of key quantities:

- KB94 include lines from the range 1200–3000 Å . Whether or not these lines are included in the analysis,

12

P.Girard et al.: Planetary nebulae with [WR] central stars

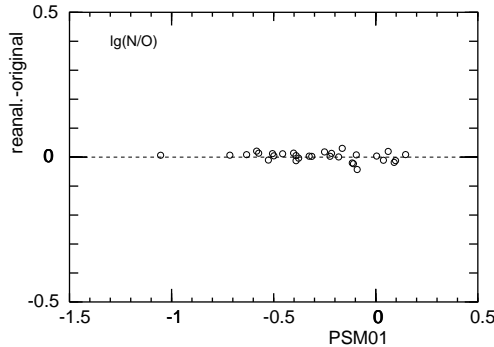


Fig. A.3. The N/O abundance ratios of the PN observed by PSM01 compared to the values found by HOPPLA from the same data

has rather little impact, but in all plots we show only the results based on the optical lines. The [O III] temperature is recovered within 300 K, with several outliers which cause a non-zero mean and a large dispersion. The [N II] temperature shows a substantially larger dispersion, but with all deviations being within 1000 K; the majority of the objects give higher temperatures, causing a substantial offset. Electron densities are recovered by 0.1 dex, with seven exceptions. Plasma parameters can be obtained from the published spectra for 53 objects. Helium abundances are within 0.05 dex; three objects have lower abundances and two give higher values. The oxygen abundances show a strong scatter up to 0.4 dex without significant offset. The deviations in the N/O ratio are as large as 0.5 dex, with a clear tendency for HOPPLA getting larger values.

- the data of AC83 and AK87 display a similar behaviour: the temperatures (composed from several diagnostic ratios) are within about 1000 K of the [O III] temperatures in the reanalysis, with 3 outliers. Electron densities show a strong scatter as well as a systematic offset when compared with our values from [S II], because the published values are based on averages from different diagnostic line ratios. The helium abundances are systematically lower (by about 0.05 dex) than in the reanalysis, with a scatter of the same magnitude. This offset is due to our inclusion of the corrections of the He I emissivities for collisional excitation based on Berrington & Kingston (1988). Oxygen abundances show significant scatter but without any offset. The N/O ratio has strong dispersion with little offset.

Often the reason for one object to show a strong deviation in the results can be traced to some particular cause, such as a diagnostic line ratio being at or close to the limit of its sensitivity, resulting in a propagation of this error to other quantities. It would go beyond the aims of this paper to discuss these objects in detail, and thus trace in even more detail the origins of the differences found.

Appendix B: Comparison of the observational data

For the objects that we have in common with other works, we compare the results from the reanalysis with HOPPLA

of their spectra with the present work. This reflects the differences in the measured intensities.

In Fig. B.1 we compare our He/H abundances with the other studies. One notes a rather clear trend that we get lower helium abundances from our own data than from the data of PSM01, especially for higher abundances. The results from the other data also are in line with this trend, although the fewer numbers do not allow to make a firm conclusion. As shown in Fig. 4, such a trend is already present in the intensities of the He I 5876 Å line.

However, if one compares the reanalyzed data of PSM01 with the other works, another clear correlation is found, as depicted in Fig. B.1. Again, this is reflected in PSM01 getting higher He I intensities for the stronger lines than by previous studies (Fig. B.3).

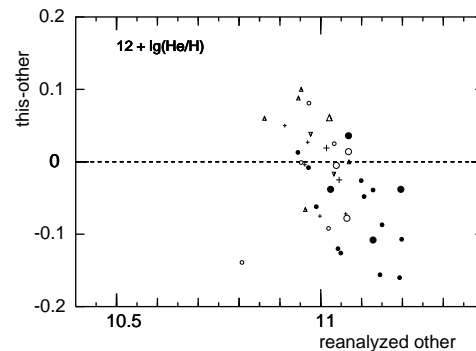


Fig. B.1. Comparison of the helium abundances found in this work with the values obtained by reanalysis of the data from the other works. The symbols are the same as in Fig.3; smaller symbols denote those objects which HOPPLA assumed default values for the electron temperatures or density

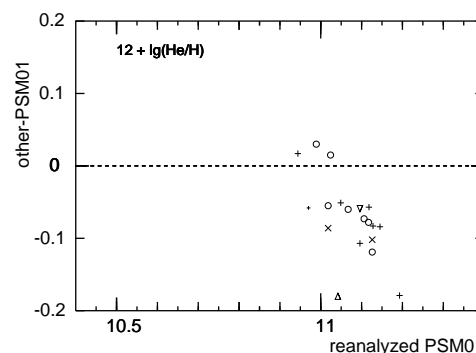


Fig. B.2. Similar to Fig. B.1, but comparing the reanalyzed PSM01 data with the reanalyzed data of AC83 (\times), AK87, KB94, CAK96, and CMAKS00, using the same symbols as in Fig.3

With the other elements, no such clear trend is found, partially because the scatter is substantially larger. We

Table A.1. Results of the reanalysis of PN spectra from previous studies using the HOPPLA code. The averages and the dispersions are given for the differences of the original values and our results. Default values used by HOPPLA in the absence of diagnostic lines or in the high density limit are not taken into account. Note that the electron temperatures and densities given by AC83 and AK87 are the values adopted from combining different diagnostic line ratios. The number of objects in each sample refers to those with helium abundances. For KB94 we also show the results based on the optical lines only (3700 ... 8000 Å)

No.objects	AC83 18		AK87 42		KB94 52		KB94 (opt.) 52		PSM01 31	
	mean	disp.	mean	disp.	mean	disp.	mean	disp.	mean	disp.
T([OIII])	(-260)	(370)	(70)	(410)	-120	230	-180	220	20	60
T([NII])	—	—	—	—	-480	430	-580	320	10	100
lg(n[SII])	(0.073)	(0.155)	(-0.060)	(0.198)	-0.003	0.109	-0.003	0.109	0.005	0.022
He/H	0.039	0.024	0.037	0.033	0.010	0.028	0.004	0.025	0.011	0.024
N/H	-0.072	0.154	0.055	0.185	-0.157	0.210	-0.104	0.160	-0.043	0.072
O/H	0.004	0.212	0.033	0.145	-0.041	0.134	-0.009	0.115	-0.040	0.065
Ne/H	0.047	0.123	0.016	0.145	-0.055	0.146	-0.022	0.132	-0.047	0.061
S/H	0.063	0.162	-0.011	0.223	-0.067	0.184	-0.088	0.163	—	—
Ar/H	0.196	0.139	0.197	0.167	-0.116	0.199	0.119	0.198	—	—
N/O	-0.102	0.212	0.014	0.184	-0.120	0.187	-0.092	0.144	-0.002	0.015

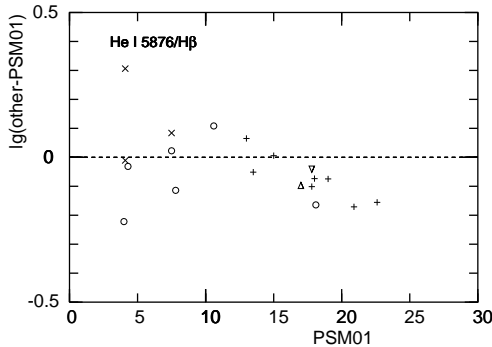


Fig. B.3. Similar to Fig. 4, but comparing the PSM01 data with the data of AC83, AK87, KB94, CAK96, and CMAKS00, using the same symbols as in Fig.B.2

summarize the results as average and dispersion of the deviations found: Table B.1 gives the comparison between our data and the reanalysis of the PSM01 data. The plasma parameters do not show a systematic offset, except for the [N II] temperatures, but a large scatter, which indicates differences in S/N ratio which affect the faint lines. The argon abundances obtained from the spectra of PSM01 are substantially lower than from our spectra, because in PSM01 the intensity for the [Ar III] 7135 Å line - the dominant stage of ionization - are given only for three objects.

In the abundances of N/H, O/H, Ne/H, and S/H there exist also offsets that are marginally acceptable, and one notes rather appreciable scatter. As the lower offsets and dispersions in the Ne/O and S/O ratios indicate, the scatter originates from the O/H determinations and is translated to the other elements by applying the ICFs. The scatter in O/H comes from the electron temperature differences, and principally from differences in the intensity of the [O III] 4363 Å line. As already seen in Fig.7, the scatter in the [O III] electron temperatures is much larger than the differences due to the analysis methods. If we compare the

reanalysed PSM01 data with earlier data of the same objects, we find similar results; however, the discrepancies in the line intensities are stronger, as can be seen from Fig. B.3.

Let us consider this more closely in Fig. B.4: we compare the differences between our values and PSM01 for the [O III] 4363 Å intensities and the derived oxygen abundances. While for the majority of objects these differences are less than 0.1 dex, outliers like PNG 006.8 + 04.1 and PNG 002.2 + 09.4 exhibit [O III] intensities that differ by as much as a factor of 2, and their abundances differ correspondingly, as indicated by the diagonal line. PNG 006.8 + 04.1 is one of the fainter objects of the sample which may thus be subject to a lower signal-to-noise ratio. PNG 002.2 + 09.4 is one of the brighter ones, in whose spectrum no fault or anomaly was noticed.

The deviation of PNG 011.9 + 04.2 has yet a different origin: the density sensitive [S II] line ratio is close to its high density limit. Thus the slightly lower intensity ratio measured in our spectra of $I(6717)/I(6731) = 0.50$ (PSM01: 0.53) gives a significantly higher density of 9245 cm^{-3} (2562). Due to the effects of collisional deexcitation the nearly identical 5755 Å line intensities 6.58 (7.10) give a significantly [N II] temperature 8576 K (9670 K), and hence higher O^+/H^+ ionic abundance $3.167 \cdot 10^{-4}$ ($1.030 \cdot 10^{-4}$). This is more important than the change in [O III] temperature 10907 K (9965 K) from the larger [O III] 4363 Å intensity of 4.1 (2.2)!

In the quest to identify the origin of the deviation of the helium abundances derived by us and PSM01, the only clear trend is found to exist between this deviation and the absolute $\text{H}\beta$ flux, as presented in Fig. B.5. We note that the results from the other works are in line with the results of this work, in that large negative differences are found in faint objects. Because of the larger number of objects in common, this trend is more evident with our data.

Comparing the differences in the intensities of the He I 5876 Å line from the corresponding works (Fig B.6), one notes that for fainter nebulae the intensities from PSM01 tend to be smaller than in the other works, including our own. Inspection of the [S II] 6725 Å and [O III] 4363 Å

Table B.1. The means and dispersions of the differences between the reanalyzed PSM01 data and this work, along with the formal error bars. For the abundances we use only values for which HOPPLA does not mark as uncertain, such as indicated by colons in Table 3 (on-line version). For the line intensities, the differences of $\lg(I/I(\text{H}\beta))$ are used. The last column gives the number of objects.

	mean	disp.	No.
T([OIII])	-10 ± 290	1130 ± 210	15
T([NII])	840 ± 330	1100 ± 240	11
$\lg(n[\text{SII}])$	-0.142 ± 0.109	0.464 ± 0.077	18
$\lg(\text{He}/\text{H})$	0.053 ± 0.019	0.078 ± 0.013	17
$\lg(\text{N}/\text{H})$	0.121 ± 0.065	0.242 ± 0.046	14
$\lg(\text{O}/\text{H})$	-0.001 ± 0.043	0.161 ± 0.031	14
$\lg(\text{Ne}/\text{H})$	-0.123 ± 0.059	0.212 ± 0.042	13
$\lg(\text{S}/\text{H})$	0.112 ± 0.078	0.270 ± 0.055	12
$\lg(\text{Ar}/\text{H})$	0.128 ± 0.068	0.096 ± 0.048	2
$\lg(\text{N}/\text{O})$	0.122 ± 0.054	0.203 ± 0.038	14
$\lg(\text{Ne}/\text{O})$	0.055 ± 0.020	0.073 ± 0.014	13
$\lg(\text{S}/\text{O})$	-0.025 ± 0.020	0.070 ± 0.014	12
[O III] 5007	0.026 ± 0.019	0.080 ± 0.014	17
He II 4686	-0.091 ± 0.082	0.218 ± 0.058	7
He I 5876	0.056 ± 0.015	0.064 ± 0.011	17
[O III] 4363	-0.009 ± 0.056	0.201 ± 0.039	13
[S II] 6725	0.047 ± 0.037	0.154 ± 0.026	17

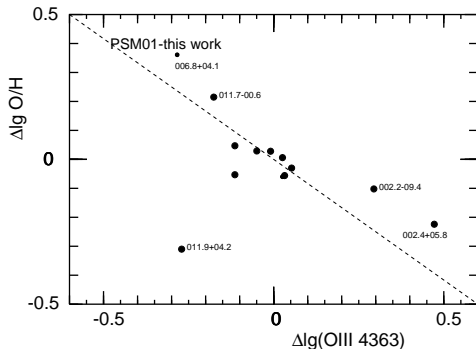


Fig. B.4. The correlation between the deviations of oxygen abundances and intensities of the [O III] 4363 Å line for the nebulae in common with PSM01. The diagonal line indicates a linear relation between the two deviations.

lines, which are of comparable intensity, does not reveal a trend as clear as seen in the He I line.

We conclude that there exists a small but systematic difference in the helium abundances between our work and PSM01, in that the nebular He I lines in fainter objects have been either underestimated by us (and the other works) or overestimated by PSM01. Since the observational conditions are quite similar, yielding spectra of the same signal-to-noise ratio, we cannot determine the reason with certainty. Because a thorough reanalysis of our data did not reveal a possible underestimation of He I 5876 Å fluxes, and the values are found to be in good agreement with the other He I lines, we tend to prefer our results.

This difference is larger than the differences due to the analysis methods and larger than uncertainties in atomic

data, and thus it is somewhat annoying; however, it is not large enough to affect the findings on the status of WRPN.

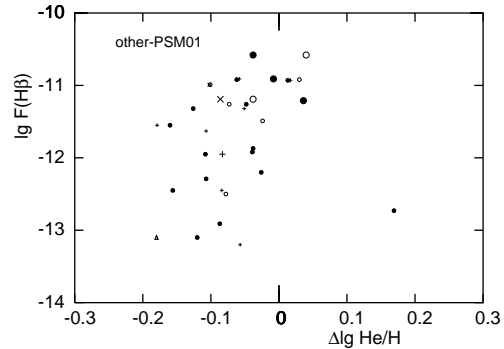


Fig. B.5. Relation of the difference between helium abundances from the reanalyses of the data of AC83 (x), AK87(+), KB94(o), CAKS96 (Δ), and this work (●) with those from PSM01. Smaller symbols indicate nebulae where default values for electron temperature or density had to be assumed by HOPPLA.

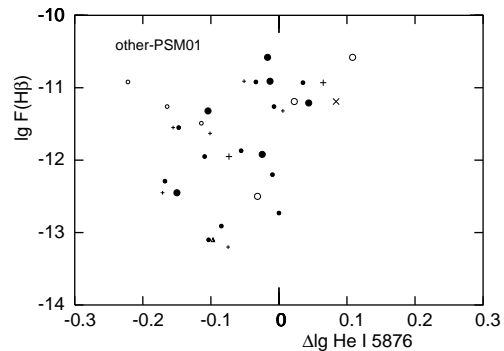


Fig. B.6. Similar to Fig. B.5, but for the intensity of the He I 5876 Å line.

Table 3. Elemental abundances for the nebulae. Uncertain values are marked with a colon. Q and EC are the same as in the Table 2.

PN G	common name	Spec.Type	Q	EC	He	N	O	Ne	S	Ar	Cl
000.4 – 01.9	M 2-20	WC5-6	A	4	11.06 :	8.17	8.78	7.85	7.23	6.61 :	5.21 :
002.2 – 09.4	Cn 1-5	WO4pe	A	5	11.10	8.52	8.76	8.24	7.22	6.68	5.27 :
002.4 + 05.8	NGC 6369	WO3	A	5	10.92 :	8.29	8.91	8.40	7.04	6.37 :	—
003.1 + 02.9	Hb 4	WO3	A	6	11.02	8.60	8.72	8.16	7.08	6.49	5.17 :
004.8 – 22.7	He 2-436	WC4	C	5	11.07 :	7.29 :	8.50 :	7.75 :	6.74 :	5.86 :	4.28 :
004.9 + 04.9	M 1-25	WC4	A	4	11.09 :	8.41	8.75	7.47	7.26	6.66	5.31 :
006.0 – 03.6	M 2-31	WC4	A	5	11.02	8.49	8.70	8.06	7.04	6.40	4.97 :
006.4 + 02.0	M 1-31	wels	A	5	11.09 :	8.31	8.49	—	6.87	6.42 :	5.05
006.8 + 04.1	M 3-15	WC4	A	5	10.99 :	8.01	8.36	7.68	6.72	6.14 :	4.77 :
009.4 – 05.0	NGC 6629	wels	A	5	10.96	7.56	8.67	7.96	6.45	6.23 :	5.84
010.8 – 01.8	NGC 6578	wels	A	5	11.03	7.94	8.75	8.17	6.88	6.83	5.20
011.7 – 00.6	NGC 6567	wels	A	5	10.96	7.61	8.42	7.67	6.41	5.73	4.70
011.9 + 04.2	M 1-32	WO4pe	A	4	11.07 :	8.35	8.66	7.58	7.34	6.89	4.93 :
012.2 + 04.9	PM 1-188	WC10	C	< 2	—	8.12 :	8.57 :	—	6.99 :	5.84 :	—
016.4 – 01.9	M 1-46	wels	A	< 2	10.88	7.95	8.87	—	7.13	6.53 :	5.24 :
017.9 – 04.8	M 3-30	WO1	C	7	11.09 :	7.02 :	8.48 :	—	6.91 :	6.53 :	—
019.4 – 05.3	M 1-61	wels	A	5	10.90	8.06	8.49	7.87	6.58	6.17	5.48 :
019.7 – 04.5	M 1-60	WC4	A	5	11.07	8.96	8.78	8.22	7.21	6.67	4.72 :
020.9 – 01.1	M 1-51	WO4pe	A	5	11.08 :	8.29	8.92	8.52	7.28	6.54 :	5.24 :
027.6 + 04.2	M 2-43	WC7-8	C	4	10.92 :	7.24 :	8.63 :	7.10 :	6.87 :	6.16 :	4.55 :
029.2 – 05.9	NGC 6751	WO4	A	5	11.06 :	8.34	8.69	8.06	6.94	6.46 :	—
034.6 + 11.8	NGC 6572	wels	A	5	11.04	8.31	8.60	7.93	6.52	6.33	4.83
038.2 + 12.0	Cn 3-1	wels	A	< 2	10.68	7.95	8.79	—	6.99	6.15	4.95 :
048.7 + 01.9	He 2-429	WC4	A	4	11.06 :	8.41	8.77	—	7.24	6.81	5.34 :
055.5 – 00.5	M 1-71	wels	A	5	11.03 :	8.62	8.76	8.01	6.52	6.50	4.93
057.2 – 08.9	NGC 6879	wels	A	5	10.99	7.93	8.52	7.87	6.80	6.14	4.64 :
061.4 – 09.5	NGC 6905	WO2	B	7	10.93 :	8.47	8.85	8.18	7.13	6.18	5.60 :
068.3 – 02.7	He 2-459	WC9	C	< 2	9.48 :	7.77 :	7.85 :	—	7.03 :	—	4.45 :
253.9 + 05.7	M 3-6	wels	A	5	11.05	7.77	8.71	8.15	6.73	6.35	5.07 :
258.1 – 00.3	He 2-9	wels	A	4	10.96 :	7.73	8.44	7.69	6.57	6.80	4.70 :
274.6 + 02.1	He 2-35	wels	A	5	11.00	7.23	8.73	8.10	6.77	6.24	4.95 :
278.1 – 05.9	NGC 2867	WO2	A	7	10.99	7.99	8.64	7.96	6.71	6.04	4.97 :
278.8 + 04.9	PB 6	WO1	A	7	11.16	8.94	8.79	8.23	6.82	6.12	—
285.4 + 01.5	Pe 1-1	WO4	A	5	10.99 :	8.15	8.62	8.02	6.62	6.34	4.91
291.3 – 26.2	Vo 1	WC10	C	< 2	11.02 :	7.39 :	8.65 :	—	6.58 :	—	—
292.4 + 04.1	PB 8	WC5-6	A	6	11.08	8.33	8.82	8.18	6.84	6.69	5.36
300.7 – 02.0	He 2-86	WC4	A	5	11.05 :	8.79	8.67	7.93	7.13	6.54	5.13 :
307.2 – 03.4	NGC 5189	WO1	A	5	10.72 :	8.41	8.38	7.75	7.53	6.41	4.85 :
327.1 – 02.2	He 2-142	WC9	B	< 2	10.67 :	8.22 :	8.95 :	—	6.90 :	5.40 :	5.12 :
331.3 + 16.8	NGC 5873	wels	A	7	10.95	7.22	8.38	7.74	7.23 :	5.67 :	5.18
336.2 – 06.9	PC 14	WO4	A	5	11.03	8.25	8.77	8.12	7.06	6.38	5.09 :
337.4 + 01.6	Pe 1-7	WC9	B	< 2	10.17 :	7.22 :	6.93 :	—	6.10 :	4.97 :	3.82 :
351.1 + 04.8	M 1-19	wels	A	4	11.01 :	8.39	8.86	8.17	7.06	6.62 :	5.28 :
355.2 – 02.5	H 1-29	WC4	A	5	11.01 :	8.26	8.67	8.04	6.81	6.29	4.95 :
355.9 – 04.2	M 1-30	wels	A	3	11.09	8.49	8.79	7.89	7.30	6.76	5.28 :
356.7 – 04.8	H 1-41	wels	A	7	11.03	8.00	8.57	7.87	6.78	6.09	5.27
357.1 + 03.6	M 3-7	wels	A	4	11.00	7.91	8.68	7.98	7.06	6.36 :	5.11 :
358.3 – 21.6	IC 1297	WO3	A	7	11.05	8.37	8.77	8.10	7.10	6.27	5.37

Annexe B : Communication

Elemental abundances vs kinematics in the Milky Way's disk

Girard Pascal & Soubiran Caroline

In SF2A-2005, Strasbourg, 27-30 juin 2005, eds F. Casoli, T. Contini, J.-M. Hameury &
L. Pagani

SF2A 2005

F. Casoli, T. Contini, J.M. Hameury, and L. Pagani (eds)

ELEMENTAL ABUNDANCES VS. KINEMATICS IN THE MILKY WAY'S DISK

Girard, P.¹ and Soubiran, C.¹

Abstract. We present the results of our investigation of three samples kinematically representative of the thin and thick disks and the Hercules stream using the catalogue of Soubiran & Girard (2005). We have observed abundance trends and age distribution of each component. Our results show that the two disks are chemically well separated, they overlap greatly in metallicity and both show parallel decreasing trends of alpha elements with increasing metallicity, in the interval $-0.80 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.30$. The thick disk is clearly older than the thin disk with a tentative evidence of an AMR over 2-3 Gyr and a hiatus in star formation before the formation of the thin disk. In order to improve the statistics on the disk's abundance trends, we have developed an automatic code, TGMET α , to determine (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\alpha/\text{Fe}]$) for thousands of stellar spectra available in spectroscopic archives. We have assessed the performances of the algorithm for 350 spectra of stars being part of the abundance catalogue.

1 Abundances

We have compiled a large catalogue of stars from several studies from the literature presenting determinations of O, Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, Fe, Ni abundances (Soubiran & Girard 2005). Because authors of the different studies do not use the same scales and methods in their spectral analyses, systematics between their results have been investigated (for more details on the construction of the catalogue see Soubiran & Girard 2005). The final catalogue of abundances includes 743 stars.

In order to study kinematical groups of the Milky Way's disk we need velocities and orbits of stars from the abundance catalogue. We first cross-correlated the catalogue with Hipparcos (ESA 1997), selecting stars with $\pi > 10$ mas and $\frac{\sigma_{\pi}}{\pi} < 0.10$. Then we have searched for radial velocities in several sources. Distances, proper motions and radial velocities have been combined to compute the 3 components (U, V, W) of the spatial velocities with respect to the Sun and the orbital parameters for 639 stars. In addition the derivation of ages was kindly done by Frédéric Pont making use of the Bayesian method of Pont & Eyer (2004). Good estimations of ages were obtained for 322 stars from the abundance catalogue.

¹ Observatoire de Bordeaux, BP 89, 33270 Floirac, France

238

SF2A 2005

2 Kinematical classification

In order to investigate the abundance trends in the thin and the thick disks separately, we have classified the stars into the 2 populations, using kinematical information. A third component, the Hercules stream recently revisited by Famaey et al. (2004) has kinematical parameters intermediate between the thin disk and the thick disk. Its stars could have polluted previous samples of thick disk stars selected on kinematical criteria and thus must be taken into account. According to the known velocity ellipsoid of these 3 populations, we assign a membership probability to each star and select respectively 428, 84 and 44 stars having a high probability to belong to the thin disk, the thick disk and the Hercules stream respectively. The (U, V) plane of the whole sample is shown in the Fig. 8 in Soubiran & Girard (2005).

3 Abundance trends and ages: results and discussion

The abundance trends for each kinematical group are shown in Fig. 1. In addition we have represented the distribution of ages vs. [Fe/H] for stars having well-defined ages for the thin disk, the thick disk and the Hercules stream (see Fig. 12 in Soubiran & Girard 2005).

Our results confirm previous well established findings:

- The thin disk and the thick disk overlap in metallicity and exhibit parallel slopes of $[\alpha/\text{Fe}]$ vs [Fe/H] in the range $-0.80 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.30$, the thick disk being enhanced.
- The thick disk is older than the thick disk.

We bring new constraints on more controversial issues:

- The thin disk extends down to $[\text{Fe}/\text{H}]=-0.80$ and exhibits low dispersions in its abundance trends.
- The thick disk also shows smooth abundance trends with low dispersions. The change of slope which reflects the contribution of the different supernovae to the ISM enrichment is visible in $[\text{Si}/\text{Fe}]$ vs [Fe/H] and $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ vs [Fe/H] at $[\text{Fe}/\text{H}] \simeq -0.70$, less clearly in $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ vs [Fe/H].
- Al behaves as an α element.
- $[\text{O}/\text{Fe}]$ decreases in the whole metallicity range with a change of slope at $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.50$ for the 3 populations.
- An AMR is visible in the thin disk, the most metal-poor stars having 6.2 Gyr on average, those with solar metallicity 3.9 Gyr.
- Ages in the thick disk range from 7 to 13 Gyr with an average of 9.6 ± 0.3 Gyr. There is a tentative evidence of an AMR extending over 2-3 Gyr.

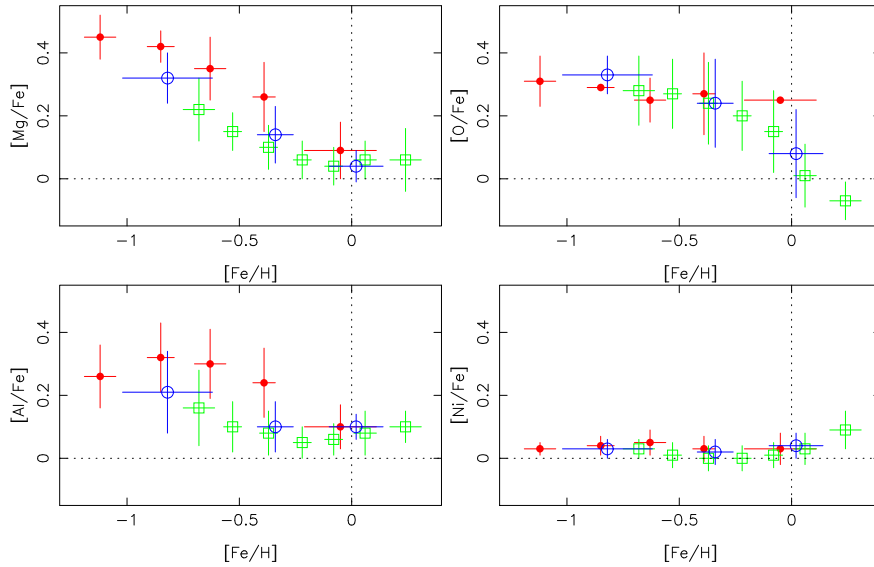


Fig. 1. Averaged $[X/Fe]$ vs $[Fe/H]$ per bin of metallicity in the thin disk (green squares) in the thick disk (red filled circles) and in the Hercules stream (blue open circles). Errors bars correspond to the standard deviations around the mean value in each bin. Note that Si, Ca, Ti and Na elements are not represented here but can be found in Soubiran & Girard (2005).

- The most metal rich stars assigned to the thin disk do not follow its global trends. They are significantly enhanced in all elements (particularly in Na and Ni) except in O which is clearly depleted. They have also a larger dispersion in age. Half of these stars are probable members of the Hyades-Pleiades supercluster, two others are surprisingly old.

4 Perspectives

The investigation of abundances trends in the disk is currently limited by the low number of stars having known abundances, all being in the close solar neighbourhood. In order to improve the statistics and reach larger distances, automatic methods of spectral analysis have to be developed. This is especially crucial in the perspective of GAIA which will produce millions of stellar spectra with substantial information on elemental abundances. We have developed a code, TGMETA, to determine automatically (T_{eff} , $\log g$, $[Fe/H]$ and $[\alpha/Fe]$) on a criterion of minimum distance with respect to the grid of synthetic spectra of Barbuy et al. (2003). We have assessed the performances of this algorithm on high resolution spectra of 350 stars being part of the abundance catalogue. We compare in Fig. 2 the $[\alpha/Fe]$ ratio

240

SF2A 2005

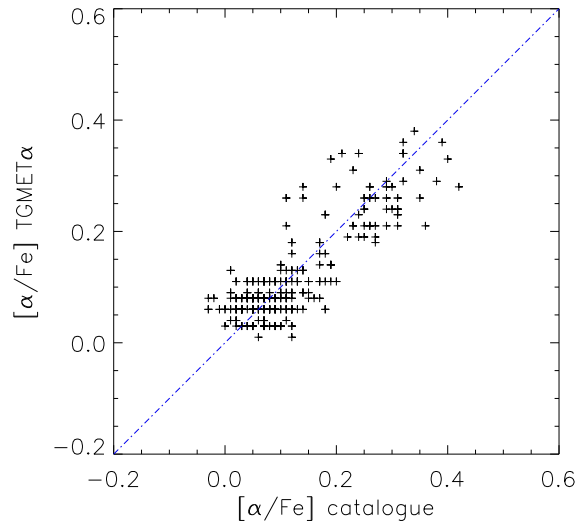


Fig. 2. The $[\alpha/\text{Fe}]$ ratio from TGMETA vs. the same ratio from the reference catalogue of abundances.

obtained with TGMETA to those from the catalogue, considered as reference values. The low dispersion, 0.05 dex, and the lack of systematic difference ensure that indeed reliable abundance ratios can be obtained automatically, at least at high resolution. Future investigation will concern low S/N or low resolution spectra and other grids of synthetic spectra.

References

- Barbuy, B., Perrin, M.-N., Katz, D., Coelho, P., Cayrel, R., Spite, M., Van't Veer-Menneret, C., 2003, *A&A*, 404, 661
- ESA, 1997, The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Noordwijk, Netherlands: ESA Publications Division, 1997
- Girard, P. & Soubiran, C., 2005, *A&A* in prep.
- Famaey, B., Jorissen, A., Luri, X., Mayor, M., Udry, S., Dejonghe, H., Turon, C., 2005, *A&A* 430, 165
- Pont, F., Eyer, L., 2004, *MNRAS*, 351, 487
- Soubiran, C. & Girard, P., 2005, *A&A*, 438, 139

Annexe C : Poster 1

Abundances and ages of the deconvolved thin/thick disks of the Galaxy

Girard Pascal & Soubiran Caroline

In Chemical Abundances and Mixing in Stars in the Milky Way Galaxy and its Satellites, ESO/Arcetri Symposium held in Castiglione della Pescaia, 13.-17. Sep. 2004, eds. L. Pasquini & S. Randich (Springer-Verlag Press)

Abundances and ages of the deconvolved thin/thick disks of the Galaxy

P. Girard and C. Soubiran

Observatoire de Bordeaux, L3AB, OASU, 33270 Floirac, France

Abstract :

We have investigated the abundance of several chemical elements in two large stellar samples kinematically representative of the thin and the thick disks of the Galaxy. Chemical, kinematical and age data have been collected from high quality sources in the literature. Velocities (U,V,W) have been computed and used to select stars with the highest probability to belong to thin disk and the thick disk respectively. Our results show that the two disks are chemically well separated. Both exhibit a decline of $[\alpha/\text{Fe}]$ with increasing $[\text{Fe}/\text{H}]$. A transition is observed at 10 Gyr between the thin/thick disks stars.

The sample :

A sample of 823 stars with abundance of several elements (Fe, O, Mg, Ca, Ti, Si, Na, Ni, Al) was compiled from several papers (Ref 1 to 10) after checking the lack significant differences between their results. The 3 components (U,V,W) and orbital parameters were computed for 640 stars having $\sigma_z/\pi < 0.25$. This is the largest database combining kinematics and detailed abundances. Ages of 442 stars were retrieved from Ref.11.

Kinematical deconvolution :

In order to investigate the chemical and age properties of the thin and thick disks separately we have performed the deconvolution of their velocity distributions. We show that about 25% of the sample has kinematics typical of the thick disk, adopting for its parameters $V_{\text{max}} : -51 \text{ km.s}^{-1}$ and $(\sigma_u, \sigma_v, \sigma_w) = (63, 39, 39) \text{ km.s}^{-1}$. Stars having a probability higher than 80% to belong to the thin and thick disks were selected. The most metal rich stars with thick disk kinematics are in fact associated with the Hercules stream and the inner parts of the Galaxy.

The thin and thick disks :

Fig.1 and 2 show nicely the separation between the thin disk and the thick disk. The thick disk has systematically a higher α abundance as compared to the thin disk but the decreasing trends are parallel. In the metallicity overlap, $[\alpha/\text{Fe}]$ of the thick disk exceeds by 0.08 dex that of the thin disk. Ni shows a remarkable low dispersion and a flat distribution except a rise at high metallicity (Fig.3). The same behaviour at high $[\text{Fe}/\text{H}]$ is observed for Na (Fig.4) with however a high dispersion at low metallicity. No vertical gradient of abundance in the thick disk is seen on Fig.5.

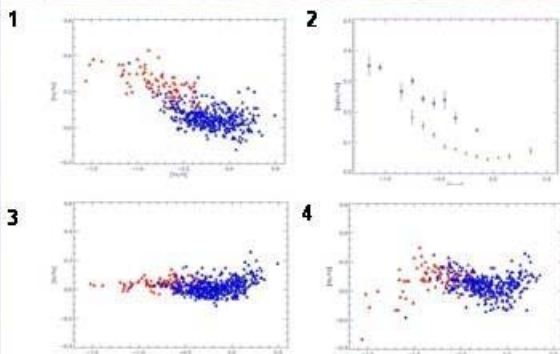


Fig.1 : $[\text{Ca}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ for the thin (Blue) and thick (Red) disks stars.

Fig.2 : $[\alpha/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ for the thin (*) and thick (□) disks .

Fig.3-4 : $[\text{Ni}/\text{Fe}]$ and $[\text{Na}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ for the thin and thick disks stars.

Age distribution :

When only high precision ages are considered, a transition between ages of the thin and the thick disks stars at 10 Gyr is observed (Fig.6). No AMR is observed in the thin disk and the statistic is too poor to discuss about an AMR in the thick disk. The oldest stars are α -rich and belong to the thick disk whereas the younger ones have $[\alpha/\text{Fe}] < 0.2$ and belong to the thin disk.

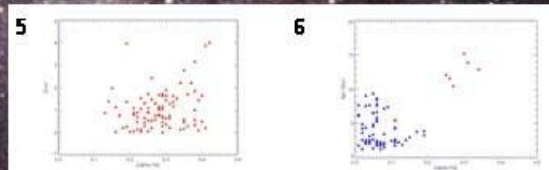


Fig.5 : z_{max} vs $[\alpha/\text{Fe}]$ for the thick disk stars.

Fig.6 : Age distribution of the thin (▲) and thick (▲) disks stars with a relative error lower than 15%

Conclusion :

Thanks to our large sample, the statistic is improved and the separation between the 2 disks is quantified. It is now clear that the thin and the thick disks are chemically well separated. We found a transition in the age distribution of the thin disk and the thick disk stars at 10 Gyr but no vertical gradient in the thick disk. These results constrain the formation scenarii of the Milky Way's disks giving some indices in favour to the merger formation scenario of the galactic disk.

References : (1) Allende Prieto et al.2004,A&A,420,183 ; (2) Bensby et al.2003,A&A,410,527 ; (3) Chen et al.2000,A&AS,141,491, (4) Edvardsson et al,A&A,275,101 ; (5) Fulbright et al.2000,AJ,120,1841 ; (6) Gratton et al.2003,A&A,404,187 ; (7) Mshenina et al.2004,A&A,418,551 ; (8) Nissen et al.2002,A&A,390,235 ; (9) Prochaska et al.2000,ApJ,120,2513 ; (10) Reddy et al.2003,MNRAS,340,304 ; (11) Nordström et al.2004,A&A,418,989

Annexe D : Poster 2

$[\alpha/\text{Fe}]$ in the Thin and the Thick Disks: Towards an Automatic Parametrization of Stellar Spectra

Girard Pascal & Soubiran Caroline

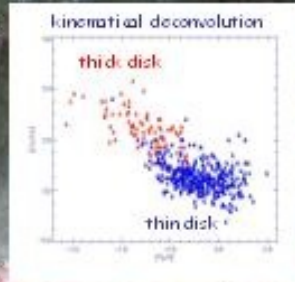
Proceedings of the Gaia Symposium "The Three-Dimensional Universe with Gaia"
(ESA SP-576). Held at the Observatoire de Paris-Meudon, 4-7 October 2004.
Editors: C. Turon, K.S. O'Flaherty, M.A.C. Perryman.

**[α /Fe] in the thin and the thick disks
Towards an automatic parametrization of stellar spectra**

Pascal Girard & Caroline Soubiran

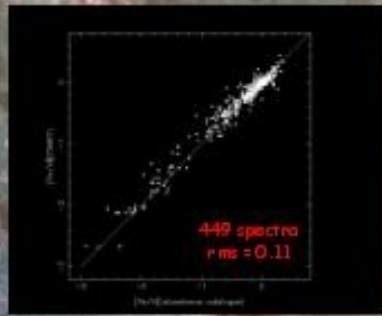
L3A Bordeaux, France

Goal : In order to investigate the properties of the thick disk and its interface with the thin disk we have compiled a catalogue of elemental abundances of O, Na, Mg, Al, Si, Ca, Ti, Fe including 830 stars. The classification of thin disk and thick disk stars has been performed on the basis of their (U,V,W) velocities. The two populations overlap greatly in metallicity but at a given [Fe/H] the thick disk shows on average an enhancement of 0.07 dex in [α /Fe]. In order to go further in this investigation we want to be able to measure [Fe/H] and [α /Fe] from a large collection of spectra, with an automatic procedure.

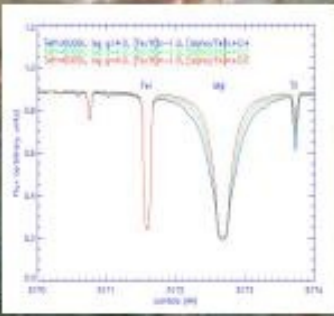
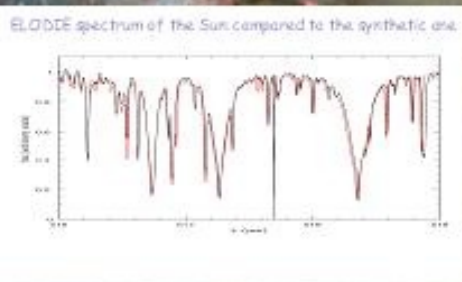
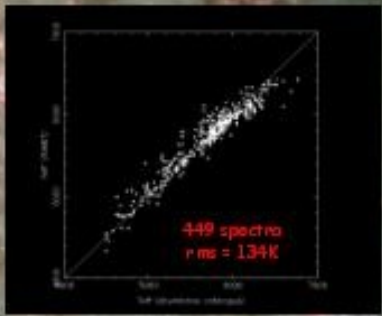


Tools and material :

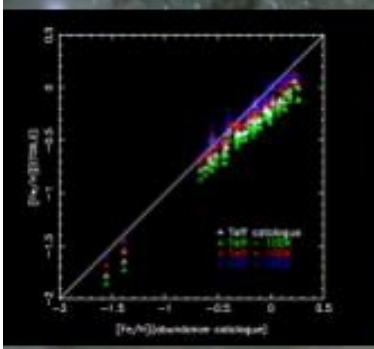
- the **ELODIE** library of 1962 spectra of 1388 stars with measured Li dk indices (Prugniel & Soubiran, astro-ph/0409314) and its intersection with the **abundance catalogue** : 449 spectra of 308 stars
- the **TGMET** code (Katz et al, 1998A&A...338..151K) : a minimum distance algorithm to measure (Teff,logg [Fe/H])
- the **ETOILE** code (D. Katz, priv. com.) : a modified version of TGMET with determination of [α /Fe]
- the **grid of synthetic spectra** with 3 values of [α /Fe] (Barbuy et al., 2003A&A...404..661B)



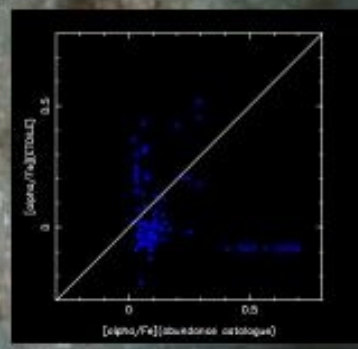
TGMET is able to retrieve the atmospheric parameters of the 449 test spectra with a typical accuracy of 134K in Teff and 0.11 in [Fe/H]. The main limitation of TGMET is its empirical reference library which does not sample perfectly the parameter space, limitation overcome with the use of ETOILE and a grid of synthetic spectra.



The current grid of synthetic spectra covers the wavelength range λ 460-560 nm, only a fraction of the ELODIE spectra, but with a regular sampling of the parameter space including the [α /Fe] dimension. A first step is to validate the grid, that is verify that computed spectra and observed spectra with same parameters match on the whole wavelength interval.



ETOILE is a minimum distance algorithm based on the perturbation method described in Cayrel et al. 1991A&A...247..122C. Preliminary results suggest that the catalogue of abundances and input the grid are not on the same temperature scale : metallicities are correctly recovered if a hotter temperature is given in input. [α /Fe] is not correctly estimated. Possible causes are currently investigated.



Annexe E : Poster 3

α -abundance in the Milky Way's thin and
thick disks : automated determination of T_{eff} ,
 $\log g$, $[Fe/H]$ and $[\alpha/Fe]$

Girard Pascal & Soubiran Caroline

In SF2A-2006, PARIS, 26-30 juin 2006, eds D. Barret, F. Casoli, T. Contini, G.
Lagache, A. Lecavelier & L. Pagani

α -abundance in the Milky Way's thin and thick disks : automated determination of T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$

Pascal Girard & Caroline Soubiran

Observatoire de Bordeaux, L3AB, 2 rue de l'Observatoire BP89, 33270 FLOIRAC, France

Abstract: We present TGMET α , a method developed in order to determine T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$ for large samples of FGK stars at various spectral resolutions. TGMET α is a minimum distance algorithm based on the χ^2 comparison of an observed spectrum to a grid of synthetic spectra. TGMET α has been calibrated with several hundreds spectra of reference stars with atmospheric parameters and abundances known from the literature. Typical rms precisions at high resolution are $\sigma_{T_{\text{eff}}}$ ~140 K, $\sigma_{\log g}$ ~0.27, $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$ ~0.13 and $\sigma_{[\alpha/\text{Fe}]}$ ~0.05. The algorithm was run on nearly 2000 ELODIE echelle spectra of 1500 stars in order to build a large sample with galactic velocities, metallicities and $[\alpha/\text{Fe}]$. This new sample was used to investigate some properties of Milky Way's thin disk and thick disk.

Reference spectra:

- We used the grid of synthetic spectra from Barbuy et al. (2003A&A...404..661B)
- > Provides a better coverage of the space parameters than observed spectra.
- $\lambda\lambda 4590\text{--}5610\text{\AA}$
- 4000 to 7000 K in steps of 250 K.
- $\log g$ from 0.0 to 5.0 in steps of 0.5.
- $[\text{Fe}/\text{H}]$ -3.0 to -0.5 in steps of 0.5 dex, then -0.3; -0.2; -0.1; +0.0; +0.3.
- $[\alpha/\text{Fe}]$: +0.0; +0.2; +0.4.

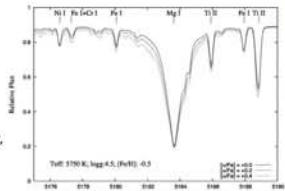


Fig. 1: A part of a synthetic spectrum.

The method:

- The observed (target) spectrum is submitted to several operations: (wavelength calibration, straightening, removing of telluric lines and cosatics)
- Each synthetic spectrum is transformed in order to fit the target spectrum : convolution at the same resolution, radial velocity shift, resampling, flux adjustment by least-squares.
- TGMET α computes the distance between the target spectrum and each synthetic spectrum (reduced χ^2).
- The atmospheric parameters of the target spectrum are computed by averaging those of the nearest synthetic spectra.

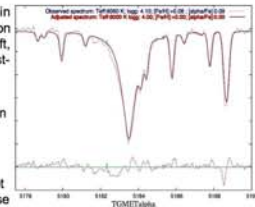


Fig. 2: example of a best fit

Fig. 3: Comparison to reference values compiled from the literature.

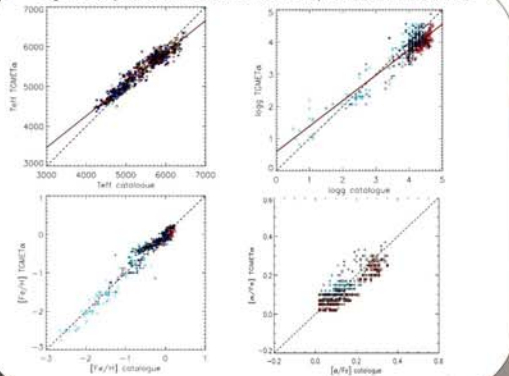
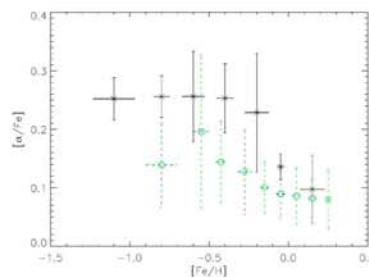


Fig. 4: $[\alpha/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ per bin of metallicity. The thick disk is shown in black and the thin disk in green.



Results of T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$ determinations:

TGMET α has been tested with ELODIE spectra at nominal resolution ($R=42000$). We compared values with those from several reference catalogues in the literature. The rms precisions are (Fig. 3):

- T_{eff} : rms= 138 K, slope
- $\log g$: rms=0,27, slope
- $[\text{Fe}/\text{H}]$: rms=0,13, no offset
- $[\alpha/\text{Fe}]$: rms=0,05, no offset.

A linear correction has to be applied to T_{eff} and $\log g$ in order to take into account the different scales of the synthetic grid versus the literature determinations. TGMET α has been also tested with ELODIE degraded spectra at $R=10000$ and $R=1000$ with similar performances.

Application to a large sample of 1500 stars:

Thanks to TGMET α run on 1500 stars we have:

- Assembled a large sample of disk stars with (U, V, W) , $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$
- Performed a kinematical classification Thin/Thick disks (see Soubiran & Girard A&A2005...438..139S)
- Observed abundance trends (Fig. 4):
 - Parallel trends and overlap in metallicity
 - Offset of 0.10 dex in $[\alpha/\text{Fe}]$
 - A change of slope in the thick disk at $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.35$ dex
 - Metal-rich thick disk stars ? } Different behaviour to be investigated
 - Metal-poor thin disk stars ? } (Streams, accretion ?)

Perspectives: The next step is to test other grids of synthetic spectra with a wider range of $[\alpha/\text{Fe}]$ and to run TGMET α on large samples of stars observed from various spectrographs with different wavelength ranges and resolutions.

Annexe F : Poster 4

Chemical abundances in the ancient Milky
Way: G-type SDSS stars.
Automated determination of T_{eff} , $\log g$, $[Fe/H]$
and $[\alpha/Fe]$.

Girard Pascal, Carlos Allende Prieto & Soubiran Caroline

In IAU-2006, PRAGUE, 22-23 Août 2006, Joint Discussion 13: Exploiting Large Surveys
for Galactic Astronomy

Chemical abundances in the ancient Milky Way : G-type SDSS stars Automated determination of T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$

Pascal Girard¹, Carlos Allende Prieto² & Caroline Soubiran¹

¹ Observatoire de Bordeaux, L3AB, 2 rue de l'Observatoire BP89, 33270 FLOIRAC, France

² McDonald Observatory and Department of Astronomy, University of Texas, Austin, TX 78712

Abstract:

We have developed TGMET α in order to determine T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$ for large samples of FGK stars observed at various spectral resolutions. Tests on several hundred echelle spectra of reference stars degraded to low resolution ($R=1.000$) indicate typical rms precisions of $\sigma(T_{\text{eff}})\sim 150$ K, $\sigma(\log g)\sim 0.44$, $\sigma([\text{Fe}/\text{H}])\sim 0.15$ and $\sigma([\alpha/\text{Fe}])\sim 0.06$. We have used TGMET α to determine atmospheric parameters and α -abundances from ~ 15000 SDSS stellar spectra. Thanks to this very large sample we have investigated the vertical, radial and rotational properties as well as the abundance ratio of α elements to iron, $[\alpha/\text{Fe}]$, of samples representative of the thick disk and the halo and.

1) Automated analysis:

■ The observed SDSS spectra were downloaded from the SDSS database, wavelength calibrated, straightened, shifted of radial velocity, linearly re-sample and convolved at $R=1.000$ (more information in Allende Prieto et al. 2006ApJ...636..804A).

■ TGMET α computes the distance between the target spectrum and each synthetic spectrum (reduced χ^2). The atmospheric parameters of the target spectrum are computed by averaging those of the 8 nearest synthetic spectra.

■ TGMET α has been tested with ELODIE spectra at resolution ($R=1.000$). We compared values with those from several reference catalogues in the literature.

The rms precisions are:
• T_{eff} : rms= 150 K ; $\log g$: rms= 0,44 ; $[\text{Fe}/\text{H}]$: rms= 0,15 ; $[\alpha/\text{Fe}]$: rms= 0,06

Offset corrections have to be applied in order to take into account the different scales of the synthetic grid versus the literature determinations. At this resolution, TGMET α provides a maximum value of $[\alpha/\text{Fe}] = +0.45$.

2) Reference spectra:

■ Our reference library is the grid of synthetic spectra from Barbuy et al. (2003A&A...404..661B)

■ $\lambda\lambda 4590-5610\text{\AA}$

■ T_{eff} : 4000 to 7000 K in steps of 250 K.

■ $\log g$ from 0.0 to 5.0 in steps of 0.5.

■ $[\text{Fe}/\text{H}]$: -3.0 to -0.5 in steps of 0,5 dex, then -0,3 ; -0,2 ; -0,1 ; +0,0 ; +0,3.

■ $[\alpha/\text{Fe}]$: +0,0 ; +0,2 ; +0,4 ; +0,6

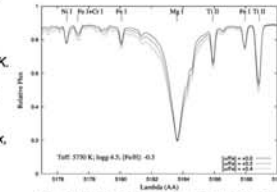


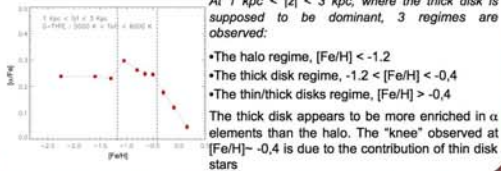
Fig. 1: A section of the spectral range used in this study for several model atmospheres included in the grid.

3) $[\alpha/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ of G-type stars:

At 1 kpc $< |z| < 3$ kpc, where the thick disk is supposed to be dominant, 3 regimes are observed:

- The halo regime, $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.2$
- The thick disk regime, $-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.4$
- The thin/thick disks regime, $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.4$

The thick disk appears to be more enriched in α elements than the halo. The "knee" observed at $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.4$ is due to the contribution of thin disk stars

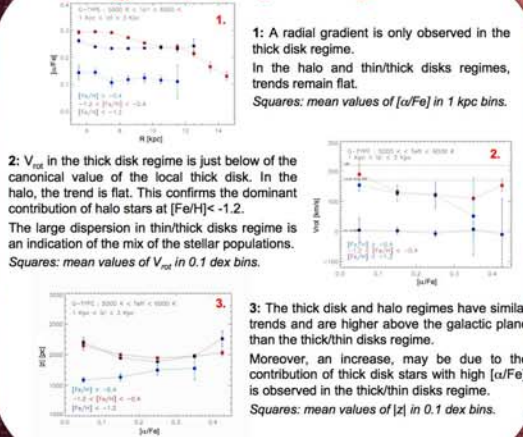


4) R , V_{rot} and $|z|$ vs $[\alpha/\text{Fe}]$ in the 3 regimes:

1: A radial gradient is only observed in the thick disk regime. In the halo and thin/thick disks regimes, trends remain flat. Squares: mean values of $[\alpha/\text{Fe}]$ in 1 kpc bins.

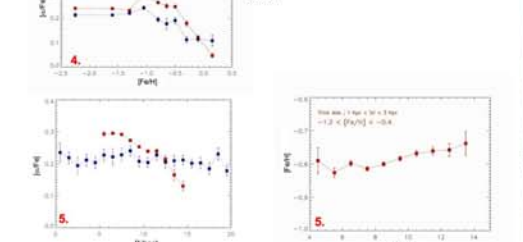
2: V_{rot} in the thick disk regime is just below of the canonical value of the local thick disk. In the halo, the trend is flat. This confirms the dominant contribution of halo stars at $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.2$. The large dispersion in thin/thick disks regime is an indication of the mix of the stellar populations. Squares: mean values of V_{rot} in 0.1 dex bins.

3: The thick disk and halo regimes have similar trends and are higher above the galactic plane than the thick/thin disks regime. Moreover, an increase, may be due to the contribution of thick disk stars with high $[\alpha/\text{Fe}]$, is observed in the thick/thin disks regime. Squares: mean values of $|z|$ in 0.1 dex bins.



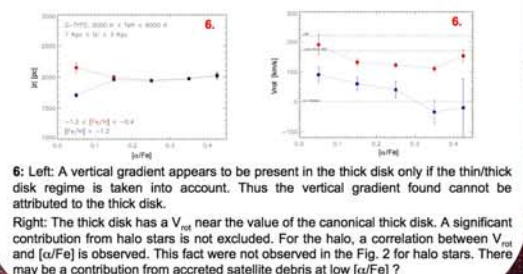
5) Comparison: thick disk / halo

4: halo stars, selected with $|z| > 8$ kpc, have lower $[\alpha/\text{Fe}]$ than the thick disk stars.



5: Left: A radial gradient in $[\alpha/\text{Fe}]$ is present in the thick disk whereas the halo trend's flat. Right: A small positive radial gradient in $[\text{Fe}/\text{H}]$ is observed.

6: Left: A vertical gradient appears to be present in the thick disk only if the thin/thick disk regime is taken into account. Thus the vertical gradient found cannot be attributed to the thick disk. Right: The thick disk has a V_{rot} near the value of the canonical thick disk. A significant contribution from halo stars is not excluded. For the halo, a correlation between V_{rot} and $[\alpha/\text{Fe}]$ is observed. This fact were not observed in the Fig. 2 for halo stars. There may be a contribution from accreted satellite debris at low $[\alpha/\text{Fe}]$?



Summary: Results presented here, provide new constraints on galactic disk formation models. Especially the strong evidence of a negative radial gradient in $[\alpha/\text{Fe}]$ in the thick disk. Hence, during its formation, the SN II rate has to be higher in the inner regions than external. However there is a small positive radial gradient in $[\text{Fe}/\text{H}]$. In addition, the lack of vertical gradient in $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$ in the thick disk, is consistent with a rapid timescale for its formation. Models have to be improved to explain these new features.

Bibliographie

- [1] Abadi, M. G.; Navarro, J. F.; Steinmetz, M.; Eke, V. R.; 2003a, ApJ, 591, 499. *Simulations of Galaxy Formation in a Lambda Cold Dark Matter Universe. I. Dynamical and Photometric Properties of a Simulated Disk Galaxy*
- [2] Abadi, M. G.; Navarro, J. F.; Steinmetz, M.; Eke, V. R.; 2003b, ApJ, 597, 21. *Simulations of Galaxy Formation in a Lambda Cold Dark Matter Universe. II. The Fine Structure of Simulated Galactic Disks*
- [3] Abazajian, K.; et al. 2005, AJ, 129, 1755. *The Third Data Release of the Sloan Digital Sky Survey*
- [4] Abazajian, K.; et al. 2004, AJ, 28, 502. *The Second Data Release of the Sloan Digital Sky Survey*
- [5] Allen, C.; Santillan, A.; 1993, RMxAA, 25, 39. *New galactic orbits and tidal radii for globular clusters.*
- [6] Allende Prieto, C.; Barklem, P. S.; Lambert, D. L.; Cunha, K.; 2004, A&A, 420, 183 (A04). *A S^4N : A spectroscopic survey of stars in the solar neighborhood. The Nearest 15 pc*
- [7] Allende Prieto, C.; Beers, T.C.; Wilhem, R.; Newberg, H.J.; Rockosi, C.M.; Yanny, B.; & Lee, Y.S.; 2006, ApJ, 636, 804. *A Spectroscopic Study of the Ancient Milky Way: F- and G-Type Stars in the Third Data Release of the Sloan Digital Sky Survey*
- [8] Alongi, M.; Bertelli, G.; Bressan, A.; Chiosi, C.; Fagotto, F.; Greggio, L.; Nasi, E.; 1993, A&AS, 97, 851. *Evolutionary sequences of stellar models with semiconvection and convective overshoot. I – $Z = 0.008$*
- [9] Alonso, A.; Arribas, S.; Martinez-Roger, C.; 1996, A&A, 313, 873. *The empirical scale of temperatures of the low main sequence (F0V-K5V).*
- [10] Arlandini, C.; Käppeler, F.; Wisshak, K.; Gallino, R.; Lugaro, M.; Busso, M.; Straniero, O.; 1999, ApJ, 525, 886. *Neutron Capture in Low-Mass Asymptotic Giant Branch Stars: Cross Sections and Abundance Signatures*
- [11] Asiain, R.; Figueras, F.; Torra, J.; 1999, A&A, 350, 434. *On the evolution of moving groups: an application to the Pleiades moving group*
- [12] Barbay, B.; Perrin, M.-N.; Katz, D.; Coelho, P.; Cayrel, R.; Spite, M.; Van't Veer-Menneret, C.; 2003, A&A, 404, 661. *A grid of synthetic spectra and indices Fe5270, Fe5335, Mgb and Mg2 as a function of stellar parameters and $[\alpha/Fe]$*
- [13] Baranne, A.; Queloz, D.; Mayor, M.; Adrianzyk, G.; Knispel, G.; Kohler, D.; Lacroix, D.; Meunier, J.-P.; Rimbaud, G.; Vin, A.; 1996, A&AS, 119, 373. *ELODIE: A spectrograph for accurate radial velocity measurements*

- [14] Barbier-Brossat, M.; Figon, P.; 2000, A&AS, 142, 217. *Catalogue général de vitesses radiales moyennes pour les étoiles galactiques. Mean radial velocities catalog of galactic stars*
- [15] Beers, T. C.; Rossi, S.; Norris, J. E.; Ryan, S. G.; Shefler, T.; 1999, AJ, 117, 1549. *Estimation of Stellar Metal Abundance. II. A Recalibration of the Ca II K Technique, and the Autocorrelation Function Method*
- [16] Bensby, T.; Feltzing, S.; Lundström, I.; 2003, A&A, 410, 527 (B03). *Elemental abundance trends in the Galactic thin and thick disks as traced by nearby F and G dwarf stars*
- [17] Bensby, T.; Feltzing, S.; & Lundström, I.; 2004a, A&A, 415, 155 (B04a). *Oxygen trends in the Galactic thin and thick disks*
- [18] Bensby, T.; Feltzing, S.; & Lundström, I.; 2004b, A&A, 421, 969. *A possible age-metallicity relation in the Galactic thick disk?*
- [19] Bensby, T.; Feltzing, S.; Lundström, I.; Ilyin, I.; 2005, A&A, 433, 185. *alpha-, r-, and s-process element trends in the Galactic thin and thick disks*
- [20] Benson, A. J.; 2005, MNRAS, 358, 551. *Orbital parameters of infalling dark matter substructures*
- [21] Bertelli, G.; Bressan, A.; Chiosi, C.; Fagotto, F.; Nasi, E.; 1994, A&AS, 106, 275. *Theoretical isochrones from models with new radiative opacities*
- [22] Bienaymé O.; 1999, A&A 341, 86. *The local stellar velocity distribution of the Galaxy. Galactic structure and potential*
- [23] Blackwell, D.E. & Lynas-Gray, A.E.; 1998, A&AS, 129, 505. *Determination of the temperatures of selected ISO flux calibration stars using the Infrared Flux Method*
- [24] Blitz, Leo; Spergel, David N.; 1991, ApJ, 379, 631. *Direct evidence for a bar at the Galactic center*
- [25] Bonifacio, P.; Hill, V.; Molaro, P.; Pasquini, L.; Di Marcantonio, P.; Santin, P.; 2000, A&A, 359, 663. *First results of UVES at VLT: abundances in the Sgr dSph*
- [26] Bonifacio, P. & Caffau, E.; 2003, A&A, 399, 1183. *Automatic abundance analysis of high resolution spectra*
- [27] Bressan, A.; Fagotto, F.; Bertelli, G.; Chiosi, C.; 1993, A&AS, 100, 647. *Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. II – $Z = 0.02$*
- [28] Brewer, M.; Carney, B. W.; 2006, AJ, 131, 431. *A Comparison of the Chemical Evolutionary Histories of the Galactic Thin Disk and Thick Disk Stellar Populations*
- [29] Brook, C. B.; Kawata, D.; Gibson, B. K.; Freeman, K. C.; 2004, ApJ, 612, 894. *The Emergence of the Thick Disk in a Cold Dark Matter Universe*
- [30] Brook, C. B.; Gibson, B. K.; Martel, H.; Kawata, D.; 2005, ApJ, 630, 298. *The Emergence of the Thick Disk in a CDM Universe. II. Colors and Abundance Patterns*
- [31] Brook, C. B.; Kawata, D.; Martel, H.; Gibson, B. K.; Bailin, J.; 2006, ApJ, 639, 126. *Disk Evolution since $z \sim 1$ in a CDM Universe*
- [32] Brott, I. & Hauschildt, P.H.; 2005, "Three-dimensional Universe with Gaia", 4-7 October 2004, Observatoire de Paris-Meudon, France (ESA SP-576), eds M. Perryman & C. Turon. *A PHOENIX Model Atmosphere Grid for Gaia*

- [33] Burkert, A.; Truran, J. W.; Hensler, G.; 1992, ApJ, 391, 651. *The collapse of our Galaxy and the formation of the Galactic disk*
- [34] Carney, B. W.; Latham, D. W.; Laird, J. B.; 1989, AJ, 97, 423 . *A survey of proper-motion stars. VIII – On the Galaxy’s third population*
- [35] Carney, B. W.; Latham, D. W.; Laird, J. B.; 1990, AJ, 99, 572. *A survey of proper-motion stars. X – The early evolution of the Galaxy’s halo*
- [36] Casertano, S.; Ratnatunga, K.U.; Bahcall, J.N.; 1990, ApJ, 357, 435. *Kinematic modeling of the galaxy. II – Two samples of high proper motion stars*
- [37] Celeux, G.; & Diebolt, J.; 1986, Rev. Statistique Appliquée, 35, 36
- [38] Cescutti, G.; Matteucci, F.; François, P.; 2006, A&A, in press
- [39] Chen et al.; 1997, ApJ, 491, 181. *Comparisons of a Galactic Kinematic Model with Two Proper-Motion Surveys in the Vicinity of the North Galactic Pole*
- [40] Chen, Y. Q.; Nissen, P. E.; Zhao, G.; Zhang, H. W.; Benoni, T.; 2000, A&AS, 141, 491 (C00). *Chemical composition of 90 F and G disk dwarfs*
- [41] Chiba, M.; Beers, T. C.; 2000, AJ, 119, 2843. *Kinematics of Metal-poor Stars in the Galaxy. III. Formation of the Stellar Halo and Thick Disk as Revealed from a Large Sample of Nonkinematically Selected Stars*
- [42] Coelho, P.; Barbuy, B.; Melendez, J.; Schiavon, R. P.; Castilho, B.V.; 2005, A&A, 443, 735. *A library of high resolution synthetic stellar spectra from 300 nm to 1.8 μ m with solar and alpha-enhanced composition*
- [43] De Simone, R.; Wu, X.; Tremaine, S.; 2004, MNRAS, 350, 627. *The stellar velocity distribution in the solar neighbourhood*
- [44] del Peloso, E. F.; da Silva, L.; Porto de Mello, G. F.; Arany-Prado, L. I.; 2005, A&A, 440, 1153. *The age of the Galactic thin disk from Th/Eu nucleocosmochronology. III. Extended sample*
- [45] di Benedetto, G.P.; 1998, A&A, 339, 858. *Towards a fundamental calibration of stellar parameters of A, F, G, K dwarfs and giants*
- [46] Edvardsson, B.; Andersen, J.; Gustafsson, B.; Lambert, D.L.; Nissen, P.E.; & Tomkin, J.; 1993, A&A, 275, 101. *The Chemical Evolution of the Galactic Disk – Part One – Analysis and Results*
- [47] Edvardsson, B.; Andersen, J.; Gustafsson, B.; Lambert, D.L.; Nissen, P.E.; & Tomkin, J.; 1993, A&AS, 102, 603 (E93). *The Chemical Evolution of the Galactic Disk – Part Two – Observational Data*
- [48] Eggen, O. J.; 1994, Galactic and Solar System Optical Astrometry, Proceedings of the Royal Greenwich Observatory and the Institute of Astronomy Workshop, held in Cambridge, June 21-24, 1993. Edited by L.V. Morrison and G.F. Gilmore. Cambridge: Cambridge University Press, 1994., p.191. *Stellar Clusters, Superclusters and Groups*
- [49] Erspamer, D. & North, P.; 2002, A&A, 383, 227. *Automated spectroscopic abundances of A and F-type stars using echelle spectrographs. I. Reduction of ELODIE spectra and method of abundance determination*
- [50] Erspamer, D. & North, P.; 2003, A&A, 398, 1121. *Automated spectroscopic abundances of A and F-type stars using echelle spectrographs. II. Abundances of 140 A-F stars from ELODIE*

- [51] ESA, 1997, The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Noordwijk, Netherlands: ESA Publications Division, 1997
- [52] Fagotto, F.; Bressan, A.; Bertelli, G.; Chiosi, C.; 1994, A&AS, 104, 365. *Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. III. $Z=0.0004$ and $Z=0.05$*
- [53] Famaey, B.; Jorissen, A.; Luri, X.; Mayor, M.; Udry, S.; Dejonghe, H.; Turon, C.; 2005, A&A 430, 165. *Local kinematics of K and M giants from CORAVEL/Hipparcos/Tycho-2 data. Revisiting the concept of superclusters*
- [54] Feltzing, S.; Bensby, T.; & Lundström, I.; 2003, A&A, 397, L1. *Signatures of SN Ia in the galactic thick disk. Observational evidence from alpha-elements in 67 dwarf stars in the solar neighbourhood*
- [55] Feltzing, S.; 2004, Chemical Abundances and Mixing in Stars in the Milky Way Galaxy and its Satellites, ESO Astrophysics Symposia, ed. L. Pasquini & Randich (Springer-Verlag Press) arXiv:astro-ph/0411172
- [56] Fuchs, B.; 2001, MNRAS, 325, 1637. *Density waves in the shearing sheet – III. Disc heating*
- [57] Fulbright, J. P.; 2000, AJ, 120, 1841 (F00). *Abundances and Kinematics of Field Halo and Disk Stars. I. Observational Data and Abundance Analysis*
- [58] Fuhrmann, K.; 1998, A&A, 338, 161. *Nearby stars of the Galactic disk and halo*
- [59] Gilmore, G.; Reid, N.; 1983, MNRAS, 202, 1025. *New light on faint stars. III – Galactic structure towards the South Pole and the Galactic thick disk*
- [60] Gilmore, G.; Wyse, R. F. G.; 1985, AJ, 90, 2015. *The abundance distribution in the inner spheroid*
- [61] Gilmore, G.; Wyse, R. F. G.; Jones, J. B.; 1995, AJ, 109, 1095. *A determination of the thick disk chemical abundance distribution: Implications for galaxy evolution*
- [62] Gilmore, G.; Wyse, R. F. G.; Norris, J. E.; 2002, ApJ, 574, 39. *Deciphering the Last Major Invasion of the Milky Way*
- [68] Girard, P.; Soubiran, C.; 2004, Chemical Abundances and Mixing in Stars in the Milky Way Galaxy and its Satellites, ESO Astrophysics Symposia, ed. L. Pasquini & Randich (Springer-Verlag Press) arXiv:astro-ph/0411057. *Abundances and ages of the deconvolved thin/thick disks of the Galaxy*
- [64] Girard, P.; Soubiran, C.; 2005, "Three-dimensional Universe with Gaia", 4-7 October 2004, Observatoire de Paris-Meudon, France (ESA SP-576), eds M. Perryman & C. Turon. *$[\alpha/Fe]$ in the Thin and the Thick Disc: Towards an Automatic Parametrization of Stellar Spectra*
- [65] Girard, P.; Soubiran, C.; 2005, SF2A: Semaine de l'Astrophysique Française, meeting held in Strasbourg, France, June 27 – July 1, 2005, Edited by F. Casoli, T. Contini, J.M. Hameury and L. Pagani. Published by EdP-Sciences, Conference Series, 2005, p. 593. *Elemental abundances as a function of kinematics in the Milky Way's disk*
- [66] Girard, P.; Köppen, J.; Acker, A.; 2006, A&A, submitted. *Chemical compositions and plasma parameters of planetary nebulae with Wolf-Rayet and wels type central stars*
- [67] Girard, P.; Soubiran, C.; 2006, A&A, submitted. *Automated determination of T_{eff} , $\log g$, $[Fe/H]$, $[\alpha/Fe]$ at various spectral resolutions*

- [68] Girard, P.; Soubiran, C.; 2006, SF2A: Semaine de l'Astrophysique Française, meeting held in Paris, France, June 26 – 30, 2006. *α -abundance in the Milky Way's thin and thick disks: automated determination of T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$*
- [69] Girard, P.; Allende Prieto, C.; Soubiran, C.; IAU JD13 poster. *Chemical abundances in the ancient Milky Way: G-type SDSS stars. Automated determination of T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$.*
- [70] Girardi, L.; Bressan, A.; Bertelli, G.; Chiosi, C.; 2000, A&AS, 141, 371. *Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 M_{sun} , and from $Z=0.0004$ to 0.03*
- [71] Gratton, R.; Carretta, E.; Matteucci, F.; Sneden, C.; 1996, ASP Conf.Ser., 92,307. *The $[\text{Fe}/\text{O}]$ Ratio in Field Stars and the History of Star Formation of the Solar Neighbourhood*
- [72] Gratton, R. G.; Carretta, E.; Desidera, S.; Lucatello, S.; Mazzei, P.; Barbieri, M.; 2003, A&A, 406, 131. *Abundances for metal-poor stars with accurate parallaxes. II. alpha -elements in the halo*
- [73] Gratton, R. G.; Carretta, E.; Claudi, R.; Lucatello, S.; Barbieri, M.; 2003, A&A, 404, 187 (G03). *Abundances for metal-poor stars with accurate parallaxes. I. Basic data*
- [74] Gustafsson, B.; Bell, R. A.; Eriksson, K.; Nordlund, A.; 1975, A&A, 42, 407. *A grid of model atmospheres for metal-deficient giant stars. I*
- [75] Hauschildt, P. H.; Allard, F.; Baron, E.; 1999, ApJ, 512, 377. *The NextGen Model Atmosphere Grid for $3000 \leq T_{\text{eff}} \leq 10,000$ K*
- [76] Haywood, M.; 2001, MNRAS, 325, 1365. *A revision of the solar neighbourhood metallicity distribution.*
- [77] Haywood, M.; 2002, MNRAS, 337, 151. *On the metallicity of the Milky Way thin disc and photometric abundance scales*
- [78] Heiter, U.; Luck, R.E.; 2003, AJ, 126, 2015. *Abundance Analysis of Planetary Host Stars. I. Differential Iron Abundances*
- [79] Helmi, A.; Navarro, J. F.; Meza, A.; Steinmetz, M.; Eke, V. R.; 2003, ApJ, 592, 25. *On the Nature of the Ringlike Structure in the Outer Galactic Disk*
- [80] Helmi, A.; Navarro, J. F.; Nordström, B.; Holmberg, J.; Abadi, M. G.; Steinmetz, M.; 2006, MNRAS, 365, 1309. *Pieces of the puzzle: ancient substructure in the Galactic disc*
- [81] Hill, V.; 2004, Origin and Evolution of the Elements, from the Carnegie Observatories Centennial Symposia. Published by Cambridge University Press, as part of the Carnegie Observatories Astrophysics Series. Edited by A. McWilliam and M. Rauch, 2004, p. 203. *Chemical Composition of the Magellanic Clouds, from Young to Old Stars*
- [82] Høg, E.; Fabricius, C.; Makarov, V.V.; Urban, S.; Corbin, T.; Wycoff, G.; Bastian, U.; Schwekendiek, P.; Wicenc, A.; 2000, A&A, 355, 27. *The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars*
- [83] Ibata, R. A.; Gilmore, G.; Irwin, M. J.; 1995, MNRAS, 277, 781. *Sagittarius: the nearest dwarf galaxy*
- [84] Ibata, R. A.; Irwin, M. J.; Lewis, G. F.; Ferguson, A. M. N.; Tanvir, N.; 2003, MNRAS, 340, 21. *One ring to encompass them all: a giant stellar structure that surrounds the Galaxy*

- [85] Jenkins, A.; 1992, MNRAS, 257, 620 . *Heating of galactic discs with realistic vertical potentials*
- [86] Jones, B. J. T.; Wyse, R. F. G.; 1983, A&A, 120, 165. *The formation of disc galaxies*
- [87] Katz, D.; Soubiran, C.; Cayrel, R.; Adda, M.; Cautain, R.; 1998, A&A, 338, 151. *On-line determination of stellar atmospheric parameters T_{eff} , $\log g$, $[Fe/H]$ from ELODIE echelle spectra. I. The method*
- [88] Katz, D.; Munari, U.; Cropper, M.; Zwitter, T.; Thevenin, F.; et al. 2004, MNRAS, 354, 1223. *Spectroscopic survey of the Galaxy with Gaia- I. Design and performance of the Radial Velocity Spectrometer*
- [89] Kurucz, R.L.; 1993, CD-ROM 13,14,18,23
- [90] Larson, R. B.; 1976, MNRAS, 176, 31. *Models for the formation of disc galaxies*
- [91] Layden, A. C.; Sarajedini, A.; 2000, AJ, 119, 1760. *Photometry of the Globular Cluster M54 and the Sagittarius Dwarf Galaxy: The Age-Metallicity Relation*
- [92] Marsakov, V.A. & Borkova, T.V.; 2006, AstL, 32, 376. *Formation of Galactic Systems in Light of the Magnesium Abundance in Field Stars: The Thin Disk*
- [93] Marsakov, V.A. & Borkova, T.V.; 2005, AstL, 31, 515. *Formation of Galactic Systems in Light of the Magnesium Abundance in Field Stars: The Thick Disk*
- [94] Martin, J.C.; Morrison, H. L.; 1998, AJ, 116, 1724. *A New Analysis of RR Lyrae Kinematics in the Solar Neighborhood*
- [95] Martin, N. F.; Ibata, R. A.; Bellazzini, M.; Irwin, M. J.; Lewis, G. F.; Dehnen, W.; 2004, MNRAS, 348, 12. *A dwarf galaxy remnant in Canis Major: the fossil of an in-plane accretion on to the Milky Way*
- [96] Mashonkina, L.; Gehren, T.; 2000, A&A, 364, 249. *Barium and europium abundances in cool dwarf stars and nucleosynthesis of heavy elements*
- [97] Mashonkina, L.; Gehren, T.; 2001, A&A, 376, 232. *Heavy element abundances in cool dwarf stars: An implication for the evolution of the Galaxy*
- [98] Mashonkina, L.; Gehren, T.; Travaglio, C.; Borkova, T.; 2003, A&A, 397, 275. *Mg, Ba and Eu abundances in thick disk and halo stars*
- [99] Matteucci, F.; 2001, Natur, 414, 253. *Book Review: The chemical evolution of the galaxy / Kluwer, 2001*
- [100] Mishenina, T.V.; Soubiran, C.; Kovtyukh, V.V.; Korotin, S.A.; 2004, A&A, 418, 551 (M04). *On the correlation of elemental abundances with kinematics among galactic disk stars*
- [101] Mishenina T.V.; Bienaymé O.; Gorbaneva T.I.; Charbonnel C.; Soubiran C.; Korotin S.A.; Kovtyukh V.V.; 2006, astro-ph/0605615. *Elemental abundances in the atmosphere of clump giants*
- [102] Mould, J.; 2005, AJ, 129, 698 . *Red Thick Disks of Nearby Galaxies.*
- [103] Moultaqa, J.; Ilovaisky, S.A.; Prugniel, P.; Soubiran, C.; 2004, PASP, 16, 693. *The ELODIE Archive*
- [104] Munari, U.; Sordo, R.; Castelli, F.; Zwitter, T.; 2005, A&A, 442, 1127. *An extensive library of 2500-10500 Å synthetic spectra*
- [105] Newberg, H. J.; Segue Collaboration; 2006, IAU, JD, 13E, 1. *Photometric Surveys.*

- [106] Newman, P.; et al. 2004, SPIE, 5492, 533. *Mass-producing spectra: the SDSS spectrographic system.*
- [107] Nidever, D. L.; Marcy, G. W.; Butler, R. P.; Fischer, D. A.; Vogt, S. S.; 2002, ApJS, 141, 503. *Radial Velocities for 889 Late-Type Stars.*
- [108] Nissen, P. E.; Schuster, W. J.; 1997, A&A, 326, 751 (N97). *Chemical composition of halo and disk stars with overlapping metallicities.*
- [109] Nordström, B.; Mayor, M.; Andersen, J.; Holmberg, J.; Pont, F.; Jørgensen, B. R.; Olsen, E. H.; Udry, S.; Mowlavi, N.; 2004, A&A, 418, 989. *The Geneva-Copenhagen survey of the Solar neighbourhood. Ages, metallicities, and kinematic properties of $\sim 14\,000$ F and G dwarfs.*
- [112] Norris, J.; Bessell, M. S.; Pickles, A. J.; 1985, ApJS, 58, 463. *Population studies. I – The Bidelman-MacConnell ‘weak-metal’ stars.*
- [111] Norris, J.; 1987, AJ, 93, 616. *Population studies. IV – The Rose ‘red horizontal branch’ candidates as probes of the thick disk.*
- [112] Norris, M. A.; et al.; 2006, A&A in preparation
- [113] Pont, F.; Eyser, L.; 2004, MNRAS, 351, 487. *Isochrone ages for field dwarfs: method and application to the age-metallicity relation*
- [114] Prochaska, J. X.; Naumov, S. O.; Carney, B. W.; McWilliam, A.; Wolfe, A. M.; 2000, AJ, 120, 2513. *The Galactic Thick Disk Stellar Abundances*
- [115] Prugniel, P.; Soubiran, C.; 2001, A&A, 369, 1048. *A database of high and medium-resolution stellar spectra*
- [116] Prugniel, P.; Soubiran, C.; 2004, astro-ph/0409214. *New release of the ELODIE library*
- [117] Quinn, P. J.; Hernquist, L.; Fullagar, D. P.; 1993, ApJ, 403, 74. *Heating of galactic disks by mergers*
- [118] Ramírez, I. & Meléndez, J.; 2005, ApJ, 626, 465. *The Effective Temperature Scale of FGK Stars. II. $T_{\text{eff}}:\text{Color}:[\text{Fe}/\text{H}]$ Calibrations*
- [119] Reddy, B. E.; Tomkin, J.; Lambert, D. L.; Allende Prieto, C.; 2003, MNRAS, 340, 304 (R03). *The chemical compositions of Galactic disc F and G dwarfs*
- [120] Reddy, B. E.; Lambert, D. L.; Allende Prieto, C.; 2006, MNRAS, 367, 1329. *Elemental abundance survey of the Galactic thick disc*
- [121] Reid, N.; Majewski, S. R.; 1993, ApJ, 409, 635. *Star counts redivivus. I – A new look at the galaxy at faint magnitudes*
- [122] Reylé, C.; Robin, A. C.; 2001, A&A, 373, 886. *Early galaxy evolution from deep wide field star counts. II. First estimate of the thick disc mass function*
- [123] Rich, R. M.; 1988, AJ, 95, 828. *Spectroscopy and abundances of 88 K giants in Baade’s Window.*
- [124] Robin, A. C.; Haywood, M.; Creze, M.; Ojha, D. K.; Bienaymé, O.; 1996, A&A, 305, 125. *The thick disc of the Galaxy: sequel of a merging event.*
- [125] Robin, A. C.; Reylé, C.; Derrière, S.; Picaud, S.; 2003, A&A, 409, 523. *A synthetic view on structure and evolution of the Milky Way*

- [126] Rocha–Pinto, H. J.; Maciel, W. J.; Scalo, J.; Flynn, C.; 2000, *A&A*, 358, 850. *Chemical enrichment and star formation in the Milky Way disk. I. Sample description and chromospheric age–metallicity relation.*
- [127] Rocha-Pinto, H. J.; Majewski, S. R.; Skrutskie, M. F.; Crane, J. D.; 2003, *ApJ*, 594, 115. *Tracing the Galactic Anticenter Stellar Stream with 2MASS M Giants*
- [128] Ryan, S. G.; Norris, J. E.; 1991, *AJ*, 101, 1835. *Subdwarf studies. II – Abundances and kinematics from medium resolution spectra. III – The halo metallicity distribution*
- [129] Sandage, A.; 1990, *JRASC*, 84, 70. *On the formation and age of the Galaxy*
- [130] Schlegel, D. J.; Finkbeiner, D. P.; Davis, M.; 1998, *ApJ*, 500, 525. *Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds*
- [131] Schuster, W. J.; Nissen, P. E.; 1989, *A&A*, 221, 65. *Uvby-beta photometry of high-velocity and metal-poor stars. II – Intrinsic color and metallicity calibrations*
- [132] Shetrone, M.; Venn, K. A.; Tolstoy, E.; Primas, F.; Hill, V.; Kaufer, A.; 2003, *AJ*, 125, 684. *VLT/UVES Abundances in Four Nearby Dwarf Spheroidal Galaxies. I. Nucleosynthesis and Abundance Ratios*
- [133] Smecker-Hane, T. A.; McWilliam, A.; 2003, *AJ* accepted, arXiv:astro-ph:0205411. *The Complex Chemical Abundances and Evolution of the Sagittarius Dwarf Spheroidal Galaxy*
- [134] Soubiran, C.; Katz, D.; Cayrel, R.; 1998, *A&AS*, 133, 221. *On-line determination of stellar atmospheric parameters T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ from ELODIE echelle spectra. II. The library of F5 to K7 stars*
- [135] Soubiran, C.; Bienaymé, O.; Siebert, A.; 2003, *A&A*, 398, 141. *Vertical distribution of Galactic disk stars. I. Kinematics and metallicity*
- [136] Soubiran, C. & Girard, P.; 2005, *A&A*, 438, 139. *Abundance trends in kinematical groups of the Milky Way's disk*
- [137] Spitzer, L. Jr.; Schwarzschild, M.; 1953, *ApJ*, 118, 106. *The Possible Influence of Interstellar Clouds on Stellar Velocities. II.*
- [138] Stoughton, C.; et al. 2002, *AJ*, 123, 485. *Sloan Digital Sky Survey: Early Data Release*
- [139] Strauss, M.; et al. 2002, *AJ*, 124, 1810. *Spectroscopic Target Selection in the Sloan Digital Sky Survey: The Main Galaxy Sample*
- [140] Timmes, F. X.; Woosley, S. E.; Weaver, Thomas A.; 1995, *ApJS*, 98, 617. *Galactic chemical evolution: Hydrogen through zinc*
- [141] Travaglio, C.; Galli, D.; Gallino, R.; Busso, M.; Ferrini, F.; Straniero, O.; 1999, *ApJ*, 521, 691. *Galactic Chemical Evolution of Heavy Elements: From Barium to Europium*
- [142] Twarog, B. A.; 1980, *ApJ*, 242, 242. *The chemical evolution of the solar neighborhood. II – The age-metallicity relation and the history of star formation in the galactic disk.*
- [143] Unavane, M.; Wyse, R. F. G.; Gilmore, G.; 1996, *MNRAS*, 278, 727. *The merging history of the Milky Way*
- [144] Valenti, J.A.; Fischer, D.A.; 2005, *ApJS*, 159, 141. *Spectroscopic Properties of Cool Stars (SPOCS). I. 1040 F, G, and K Dwarfs from Keck, Lick, and AAT Planet Search Programs*

- [145] Velazquez, H.; White, S. D. M.; 1999, MNRAS, 304, 254. *Sinking satellites and the heating of galaxy discs*
- [146] Venn, K.A.; Irwin, M.; Shetrone, M.D.; Tout, C.A.; Hill, V.; Tolstoy, E.; 2004, ApJ, 603, 697. *Stellar Chemical Signatures and Hierarchical Galaxy Formation*
- [147] Walker, I. R.; Mihos, J. C.; Hernquist, L.; 1996, ApJ, 460, 121. *Quantifying the Fragility of Galactic Disks in Minor Mergers*
- [148] Whitford, A. E.; Rich, R. M.; 1983 ApJ, 274, 723. *Metal content of K giants in the nuclear bulge of the galaxy.*
- [149] Wilkinson, M. I.; Vallenari, A.; Turon, C.; Munari, U.; Katz, D.; et al.; 2005, MNRAS, 359, 1306. *Spectroscopic survey of the Galaxy with Gaia- II. The expected science yield from the Radial Velocity Spectrometer*
- [150] Wyse, R. F. G.; Gilmore, G.; 1988, AJ, 95, 1404. *The Galactic spheroid – What is Population II?*
- [151] Wyse, R. F. G.; Gilmore, G.; Norris, J. E.; Wilkinson, M. I.; Kleyna, J. T.; Koch, A.; Evans, N. W.; Grebel, E. K.; 2006, ApJ, 639, 13. *Further Evidence of a Merger Origin for the Thick Disk: Galactic Stars along Lines of Sight to Dwarf Spheroidal Galaxies*
- [152] Yanny, B.; Newberg, H. J.; Grebel, E. K.; Kent, S.; Odenkirchen, M.; Rockosi, C. M.; Schlegel, D.; Subbarao, M.; Brinkmann, J.; Fukugita, M.; and 4 coauthors, 2003, ApJ, 588, 824. *A Low-Latitude Halo Stream around the Milky Way*
- [153] Yoachim, P.; Dalcanton, J. J.; 2005, ApJ, 624, 701. *The Kinematics of Thick Disks in External Galaxies*
- [154] Yong, D.; Carney, B. W.; De Almeida, M. L. T.; 2005, AJ, 130, 597. *Elemental abundance ratios in stars of the outer galactic disk. I. Open clusters.*
- [155] Zentner, A. R.; Berlind, A. A.; Bullock, J. S.; Kravtsov, A. V.; Wechsler, R. H.; 2005, ApJ, 624, 505. *The Physics of Galaxy Clustering. I. A Model for Subhalo Populations*
- [156] Zinn, R.; 1993, ASPC, 48, 38. *The Galactic Halo Cluster Systems: Evidence for Accretion*
- [157] Zoccali, M.; Renzini, A.; Ortolani, S.; Greggio, L.; Saviane, I.; Cassisi, S.; Rejkuba, M.; Barbuy, B.; Rich, R. M.; Bica, E.; 2003, A&A, 399, 931. *Age and metallicity distribution of the Galactic bulge from extensive optical and near-IR stellar photometry.*

Résumé

L'étude des différentes populations d'étoiles de la Voie Lactée permet de décrire l'histoire de sa formation et de son évolution. Ainsi, le présent travail de thèse constitue une étape supplémentaire dans notre volonté de mieux comprendre l'origine du disque galactique.

La compilation de données chimiques et cinématiques et l'identification des groupes cinématiques nous a permis d'établir un état des lieux de nos connaissances sur les relations entre les abondances chimiques et la cinématique du disque mince et du disque épais.

A partir d'échantillons significatifs, nous avons pu confirmer certaines de leurs propriétés déjà observées, de mieux contraindre des points plus controversés et enfin de rapporter de nouveaux faits observationnels. Cependant notre étude n'est basée que sur plusieurs centaines d'étoiles situées dans notre voisinage solaire. C'est pourquoi il a été mis au point TGMET α , une méthode automatique, dite de "distance minimum", basée sur la comparaison de spectres observés avec une grille de spectres synthétiques, permettant de déterminer les paramètres atmosphériques tels que T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ et surtout $[\alpha/\text{Fe}]$ pour de grands volumes de données spectroscopiques à basse et haute résolutions. TGMET α offre ainsi la possibilité de sonder beaucoup plus loin de part et d'autre du plan galactique.

Cela a été en partie réalisé grâce au catalogue d'étoiles du SDSS, DR3, qui contient plusieurs milliers d'objets situés loin du plan galactique. Notamment entre 1 et 3 kpc, là où le disque épais est la population dominante. Cela a permis d'étudier les propriétés du disque épais en relation avec une population représentative du halo. Certaines propriétés du disque épais et du halo ont pu être vérifiées et de nouveaux faits observationnels ont été mis en évidence, notamment, l'existence d'un gradient radial négatif, significatif, dans le disque épais, ce qui n'avait jamais été montré auparavant. Cette nouvelle contrainte forte indique que la production des éléments α par rapport au fer a été plus efficace dans les régions centrales de la galaxie que dans les régions externes. Ce nouveau fait doit être absolument pris en compte dans les prochains scénarios de formation du disque.

De plus la présence de débris de galaxies satellites semble être mise en évidence, à partir de leur vitesse de rotation, de leur métallicité $[\text{Fe}/\text{H}]$ et de leur rapport $[\alpha/\text{Fe}]$, dans la population du halo, à $|z| > 8$ kpc.

Pour aller plus loin, TGMET α pourrait être utilisé pour analyser un plus grand nombre d'étoiles (par exemple à partir du DR5 mais aussi du survey SEGUE qui est l'extension du SDSS, ou encore du survey RAVE ou Gaia) et ainsi analyser les propriétés du disque épais, du halo mais aussi de nombreux "moving groups" comme des reliquats de galaxies satellites.

Abstract

The study of stellar populations of the Milky Way makes possible the study of the history of its formation and its evolution. Thus, the work presented here constitutes an additional step in our aim to better understand the origin of the galactic disk.

The compilation of chemical and kinematics data and the identification of the kinematical groups enabled us to establish an inventory of fixtures of our knowledge on the relations between chemical abundances and the kinematics of the thin disk and the thick disk. From significant samples, we confirm some of their properties already observed, we clarify more discussed points and finally report new observational facts. However, our study is based only on several hundreds of stars located in our solar vicinity. This is why it was developed TGMET α , an automatic method, based on the comparison of observed spectra with a grid of synthetic spectra. This, in the way to determine the atmospheric parameters T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ and $[\alpha/\text{Fe}]$ for large samples of spectroscopic data at low and high resolution. Thus, TGMET α gives the perspective to probe more deeply in the galactic plane.

That was done thanks to the SDSS, DR3, spectroscopic catalogue which contains several thousands of objects located far from the galactic plane. In particular between 1 and 3 kpc, where the thick disk is the dominant stellar population. That made it possible to study the properties of the thick disk in relation to a stellar population representative of the halo. Several properties of the thick disk and the halo have been checked and new observational facts were highlighted, in particular, the evidence of a strong radial negative gradient, in the thick disk. This fact has never been shown before. This new strong constraint indicates that the production of α elements compared to those of iron was more effective in the central regions of the Galaxy than in the external regions. This new fact must be absolutely taken into account in the next scenarios of formation of the galactic disk. Moreover the presence of accreted satellites debris seems to be highlighted, from their rotational velocity, their metallicity $[\text{Fe}/\text{H}]$ and their $[\alpha/\text{Fe}]$ ratio, in the stellar population of the halo.

To go further, TGMET α could be used to analyze a larger number of stars (for example from the DR5 sample, but also the SEGUE survey which is the extension of the SDSS, or the RAVE survey or from the future Gaia survey) and thus to analyze the properties of the thick disk, moving groups and accreted galaxy satellites.

Mots Clés

Astronomie, Astrophysique, Voie Lactée, disque galactique, populations stellaires, disque mince, disque épais, scénarios de formation, méthode automatique, analyse spectrale, spectres synthétiques, paramètres atmosphériques, paramètres cinématiques, éléments α , relations âge-Métallicité, gradients verticaux et radiaux.

Pascal Girard. Etude des propriétés chimiques des composantes cinématiques du disque galactique. Méthode de détermination automatique des paramètres stellaires. 2006.