



HAL
open science

Environnements stellaire : des étoiles lambda Boötis aux disques protoplanétaires

Jean-François Gonzalez

► **To cite this version:**

Jean-François Gonzalez. Environnements stellaire : des étoiles lambda Boötis aux disques protoplanétaires. Astrophysique [astro-ph]. Université Claude Bernard - Lyon I, 2005. tel-00286435

HAL Id: tel-00286435

<https://theses.hal.science/tel-00286435>

Submitted on 9 Jun 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.

**DOSSIER D'HABILITATION
À DIRIGER DES RECHERCHES**
n° d'ordre: 23-2005

spécialité
ASTROPHYSIQUE

**ENVIRONNEMENTS STELLAIRES :
DES ÉTOILES λ BOÖTIS
AUX DISQUES PROTOPLANÉTAIRES**

Jean-François GONZALEZ
Centre de Recherche Astronomique de Lyon – UMR 5574



Dossier déposé à l'Université Claude Bernard – Lyon I

Soutenu le 3 Juin 2005

Table des matières

Curriculum Vitae	1
Introduction	3
1 Accélérations radiatives	5
1.1 Contexte	5
1.2 Résumé des travaux de thèse	6
1.3 Ions hydrogénoïdes de C, N, et O	8
1.4 Perspectives: caractérisation des vents radiatifs	10
2 Étoiles de type λ Boötis	11
2.1 Contexte	11
2.2 Pulsations non radiales	12
2.3 Matière circumstellaire	16
2.4 Perspectives	19
3 Disques protoplanétaires	21
3.1 Contexte	21
3.2 Distribution de la poussière	22
3.3 Images synthétiques en lumière diffusée	26
3.4 Distributions spectrales d'énergie	28
3.5 Perspectives	29
4 SN 1998bw/GRB 980425 - La première association entre une supernova et un sursaut γ	31
4.1 Contexte	31
4.2 Découverte de SN 1998bw et suivi de son évolution	33
4.3 Vers un modèle d'hypernova	34
4.4 Etat actuel des connaissances	35
5 Liste de publications	37
5.1 Revues à comité de lecture	37
5.2 Conférences internationales	38
5.3 Autres publications	39
5.4 Autres références citées dans le texte	40

6	Activités d'enseignement	43
6.1	Enseignement	43
6.2	Encadrement de travaux de recherche	46
7	Divers	47
7.1	Activités administratives	47
7.2	Bourses et contrats de recherche	47
7.3	Missions d'observations	48

Curriculum Vitae

Né le 7 Avril 1970
Nationalité Française
Célibataire

Adresse:

Centre de Recherche Astronomique de Lyon – UMR 5574 Tél: 04 72 72 87 02
Ecole Normale Supérieure Fax: 04 72 72 87 87
46, allée d'Italie E-mail: Jean-Francois.Gonzalez@ens-lyon.fr
69364 Lyon cédex 07

Formation:

Elève de l'Ecole Normale Supérieure de Lyon 1989–1993
Licence de Physique, mention Assez Bien, Université Claude Bernard – Lyon I 1990
Maîtrise de Physique, mention Très Bien, Université Claude Bernard – Lyon I 1991
DEA de Physique Statistique et Phénomènes Non-Linéaire, option Astrophysique,
mention Bien, Université Claude Bernard – Lyon I 1991
Magistère des Sciences de la Matière, mention Bien, Université Claude Bernard – Lyon I
1992
Doctorat en Astrophysique: “Accélération radiatives et inhomogénéités d’abondance des
éléments C, N, et O dans les atmosphères et enveloppes d’étoiles A et F”, mention Très
Honorable et Félicitations du Jury, Université Claude Bernard – Lyon I 1991–1994

Expérience post-doctorale:

Service National en Coopération au Télescope Canada-France-Hawaii 1994–1996

Allocataire Moniteur Normalien à l'Université Claude Bernard – Lyon I
et au Centre de Recherche Astronomique de Lyon 1996–1997

Chercheur post-doctoral (“Fellow”) à l'European Southern Observatory
à Santiago et La Silla (Chili) 1997–1998

Situation actuelle:

Maître de Conférences à l'Université Claude Bernard – Lyon I
et au Centre de Recherche Astronomique de Lyon 1998–

Introduction

Ce mémoire présente mes travaux de recherche effectués au cours de ces dernières années, ainsi que mes activités d'enseignement depuis mon recrutement en temps que Maître de Conférences, et mon implication dans des tâches administratives.

Mes travaux se situent dans le cadre général de la physique stellaire, traitant en particulier des enveloppes et atmosphères d'étoiles (leurs couches les plus externes), de l'influence de leur environnement immédiat, et de la structure des disques entourant les étoiles jeunes, vestiges des nébuleuses les ayant formées. Ils sont principalement théoriques et portent en particulier sur l'interaction matière-rayonnement dans les plasmas stellaires et sur l'interaction entre gaz et poussière dans les disques. Ils incluent également une part observationnelle, essentiellement en spectroscopie dans le visible, et dans une moindre mesure, dans l'ultra-violet.

Le chapitre 1 traite des échanges d'impulsion entre photons et matière dans les enveloppes stellaires, résultant en forces radiatives. Dans les étoiles chimiquement particulières, en l'absence de processus efficaces de mélange, la diffusion sous l'effet de ces forces cause des inhomogénéités de composition chimique aussi bien verticales qu'horizontales.

Le chapitre 2 s'intéresse aux étoiles de type λ Boötis, dont les anomalies de composition chimiques ne sont pas dues à la diffusion radiative, mais à l'accrétion de gaz appauvri en métaux. Ces objets jeunes sont encore entourés d'un reste du disque dans lesquels elles se sont formées, où les métaux se sont condensés en grains de poussière.

Le chapitre 3 se tourne vers les disques protoplanétaires et traite de l'interaction entre le gaz et les particules de poussière qui les composent. Les forces de friction provoquent une sédimentation verticale et une migration radiale des particules solides, dont l'efficacité dépend de la taille des grains. La connaissance de la distribution de la poussière dans les disques est essentielle à la compréhension des premières étapes de la formation de planètes.

Le chapitre 4 est un peu à part et présente les observations de la supernova SN1998bw que j'ai effectuées lors de mon séjour post-doctoral à l'Observatoire Européen Austral. Cette supernova est la première à avoir été associée à un sursaut γ et le suivi régulier de l'évolution de son spectre a apporté des contraintes importantes à l'élaboration d'un modèle d'explosion d'*hypernova*.

Les perspectives scientifiques sont présentées à la fin de chaque chapitre. Enfin, les chapitres 5, 6, et 7 détaillent respectivement ma liste de publications, mes activités d'enseignement, et mes autres activités.

Chapitre 1

Accélération radiatives

1.1 Contexte

La composition chimique varie assez peu d'une étoile à l'autre sur la séquence principale. Cependant, environ 20% des étoiles de la séquence principale haute présentent dans leur spectre des raies anormalement faibles ou fortes, traduisant des anomalies d'abondance. Elles sont appelées étoiles chimiquement particulières (CP). Certains éléments, comme l'hélium, le carbone, l'azote, l'oxygène et l'aluminium, peuvent y être 10 à 100 fois plus rares que dans les étoiles normales, alors que l'on y observe généralement de fortes surabondances pour le silicium, le calcium, les éléments du pic du fer et les terres rares, d'un facteur pouvant même dépasser un million dans le cas du mercure.

Les étoiles CP ont des températures effectives comprises entre 7 000 et 30 000 K, sont en majorité des rotateurs lents, ont un taux de binarité supérieur à la moyenne, et certaines ont un champ magnétique fort. Elles sont réparties en plusieurs groupes en fonction des types d'anomalies d'abondance rencontrés, on peut également les séparer en fonction de la température effective et de la présence ou non d'un champ magnétique. Cette classification peut être résumée dans le tableau suivant:

Non magnétiques	<i>Etoiles Am-Fm</i> C, Ca, Sc $\div 5 \rightarrow 10$ pic du fer $\times 2 \rightarrow 3$ terres rares $\times \rightarrow 20$	<i>Etoiles Hg-Mn</i> Hg $\times \rightarrow 100$ Mn $\times \rightarrow 10^5$ pic du fer (autres) $\times 10$	<i>Etoiles He-weak</i> He $\div 10 \rightarrow 100$ <i>Etoiles à ^3He</i> rapport $^3\text{He}/^4\text{He}$ élevé peut atteindre 1
Magnétiques	<i>Etoiles Ap Sr-Cr-Eu</i> pic du fer, Sr $\times 10 \rightarrow 100$ terres rares $\times 10^3 \rightarrow 10^5$	<i>Etoiles Ap Si</i> pic du fer, Sr, Si $\times 10 \rightarrow 100$ terres rares $\times 10^2 \rightarrow 10^4$	<i>Etoiles He-rich</i> He peut être $> \text{H}$
	7 000	10 000	16 000
	T_{eff} (K)		
			30 000

Les frontières entre les différents groupes sont assez floues et ils peuvent se recouvrir partiellement. Ce tableau ne montre que les plus grandes classes d'étoiles CP, il en existe

d'autres moins fréquentes, comme par exemple les étoiles de type λ Boötis. Ces dernières sont des rotateurs rapides et pourraient être placées dans le tableau en y ajoutant une troisième dimension représentant la vitesse de rotation, au-dessus des étoiles Am-Fm.

Les anomalies d'abondance observées dans les étoiles CP sont aujourd'hui expliquées par la théorie de la diffusion radiative, développée par Michaud (1970). Dans les enveloppes stellaires, un ion est principalement soumis à deux forces: son poids d'une part, et la poussée radiative d'autre part. Cette dernière résulte, lors d'une photoabsorption, d'un transfert d'impulsion du photon à l'ion. Un déséquilibre entre ces deux forces fera diffuser l'ion vers le centre ou vers la surface de l'étoile, conduisant ainsi à un appauvrissement ou à une accumulation de l'espèce chimique dans la photosphère. La vitesse de diffusion de l'ion A^i (de l'ordre du cm.s^{-1}) est de la forme

$$v_i = D_i \left(-\frac{d \ln N_i}{dr} + \frac{m_A (g_{\text{rad}}^i - g)}{kT} \right), \quad (1.1)$$

où D_i est son coefficient de diffusion, N_i sa densité numérique, m_A sa masse, et où apparaît l'opposition entre son accélération radiative

$$g_{\text{rad}}^i \propto \sum_j \int_0^\infty \sigma_{ij}(\nu) \mathcal{F}_\nu d\nu \quad (1.2)$$

et la gravité g (il faut en pratique rajouter des termes pour la diffusion thermique, électrique,...). Le calcul de g_{rad}^i nécessite la connaissance de nombreuses données atomiques telles que les sections efficaces de photoabsorption $\sigma_{ij}(\nu)$ pour toutes les transitions j , et du flux de rayonnement \mathcal{F}_ν , tiré de modèles stellaires.

Ce mécanisme ne peut être efficace qu'en l'absence de processus de mélange. Les étoiles froides ont des zones convectives importantes, les étoiles chaudes ont de forts taux de perte de masse, et les rotateurs rapides possèdent une circulation méridienne très efficace. Ces trois mécanismes, impliquant des mouvements de matière à des vitesses de l'ordre du km.s^{-1} , effacent les effets de la diffusion radiative. Les étoiles CP ont donc nécessairement des enveloppes calmes, ce qui explique leur domaine d'existence.

1.2 Résumé des travaux de thèse

J'ai effectué pendant ma thèse une étude observationnelle et théorique des éléments carbone, azote, et oxygène dans les atmosphères d'étoiles CP de la séquence principale. Ces travaux ont été dirigés par Marie-Christine Artru à l'École Normale Supérieure de Lyon, et co-dirigés par Georges Michaud à l'Université de Montréal. Nous nous sommes intéressés aux éléments C, N, et O, les trois métaux les plus abondants dans les atmosphères stellaires. L'opacité de chacun de ces éléments apporte une contribution importante à l'opacité moyenne de Rosseland, des variations de leur abondance peuvent donc modifier la structure stellaire de manière significative. Des calculs antérieurs de leur accélération radiative suggéraient qu'ils sont sous-abondants dans la plupart des étoiles CP (Michaud et al. 1976).

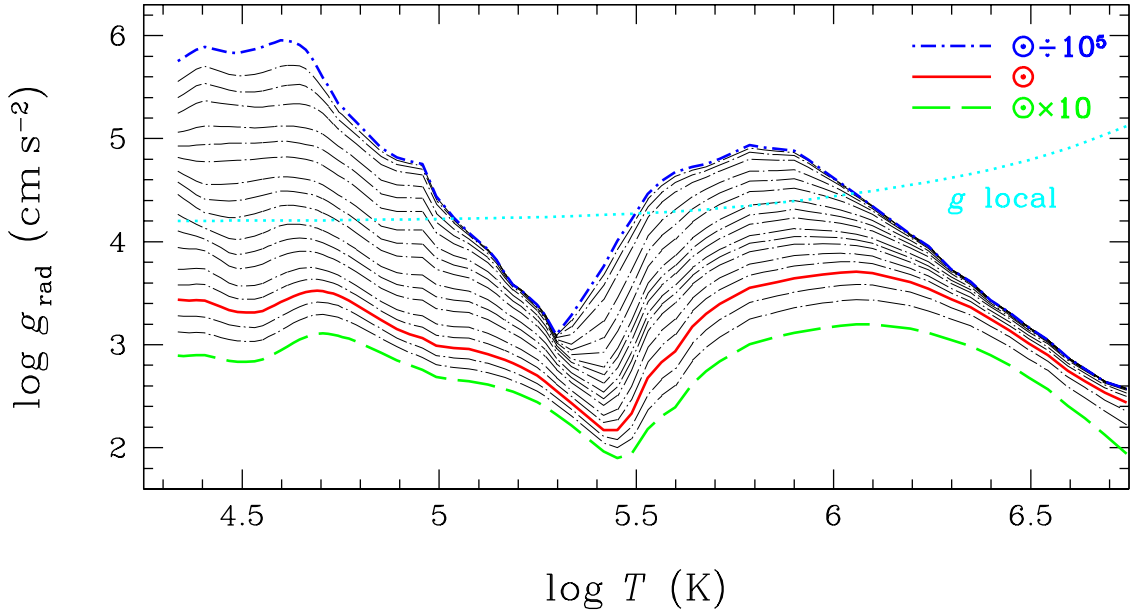


Figure 1.1: Accélérations radiatives du carbone pour des abondances de 10^{-5} à 10 fois l'abondance solaire (de haut en bas) dans l'enveloppe d'une étoile de $T_{\text{eff}} = 8000$ K et $\log g = 4,2$

Dans la première partie de ma thèse, j'ai observé les variations temporelles de raies ultra-violettes de C, N, et O et de raies rouges de l'oxygène dans un échantillon d'étoiles Ap magnétiques, et les ai reliées à la localisation de surface de ces éléments ([A.1],[B.1],[B.3]). Alors que l'azote ne présente aucun comportement systématique, le carbone et l'oxygène montrent des distributions corrélées avec la géométrie magnétique dans la plupart des étoiles observées.

La deuxième partie a recensé les processus physiques qu'il faut inclure dans les calculs d'accélération radiative et montré leur importance relative. Des améliorations majeures par rapport aux approximations usuelles ont été obtenues grâce à l'utilisation systématique des données atomiques du projet OPACITY (Seaton et al. 1994). Elles nous ont permis de calculer précisément la dépendance en fréquence des opacités, et d'améliorer l'évaluation des largeurs de raies. Les contributions des raies et de la photoionisation ont été calculées pour chaque ion et l'accélération totale sur un élément donné a été obtenue grâce à un modèle prenant en compte les réactions rapides entre ions ([A.2]).

La figure 1.1 montre des accélérations radiatives calculées pour le carbone dans l'enveloppe d'une étoile A de la séquence principale ($T_{\text{eff}} = 8000$ K, $\log g = 4,2$) en fonction de la température locale, repérant la profondeur. Les courbes, tracées à partir de la base de la fine zone convective de surface, correspondent à des abondances allant de 10^{-5} à 10 fois l'abondance solaire. La décroissance de g_{rad} lorsque l'abondance augmente est due à l'effet de saturation: les ions se partagent les photons disponibles à une fréquence donnée.

Les accélérations radiatives calculées pour le carbone, l'azote, et l'oxygène apparaissent inférieures à la gravité locale (courbe en pointillés sur la fig. 1.1) dans tous les modèles d'enveloppe considérés (étoiles de type A à F), pour une large gamme d'abondances, in-

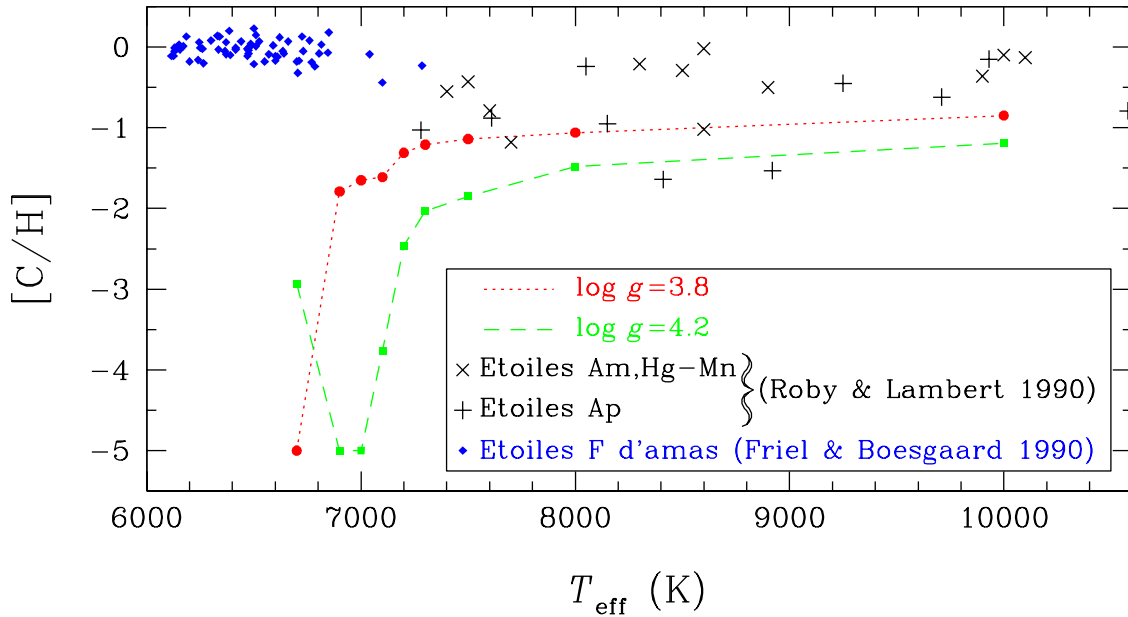


Figure 1.2: Abondances d'équilibre du carbone dans des modèles d'étoiles A et F et abondances observées dans des étoiles Ap, Am, Hg-Mn, et F

cluant l'abondance solaire ([A.3],[B.2]). On s'attend donc à ce que ces éléments diffusent vers le bas et soient sous-abondants, ce qui est effectivement observé dans les étoiles CP.

En première approximation, l'abondance photosphérique est égale à l'abondance d'équilibre, c'est-à-dire l'abondance pour laquelle $g_{\text{rad}} = g$, à la base de la zone convective de surface. Les abondances d'équilibre ont été estimées pour des modèles d'étoiles de T_{eff} allant de 6 700 à 10 000 K, pour $\log g = 3,8$ et $4,2$ ([A.3],[B.2]) et sont toutes inférieures à la valeur solaire. Cependant, lorsqu'on les compare (fig. 1.2 pour le carbone) aux abondances observées dans des étoiles Ap, Am, Hg-Mn (Roby & Lambert 1990) et F (Friel & Boesgaard 1990), les valeurs prédites apparaissent trop faibles, surtout pour les étoiles les plus froides. Ceci indique que la diffusion radiative est freinée par un processus hydrodynamique non pris en compte.

Des tables donnant d'une part l'opacité de C, N, et O, d'autre part leur accélération radiative sur une grille contenant de nombreuses conditions de plasma ont été produites, permettant d'effectuer des calculs d'évolution stellaire prenant en compte tous les aspects de la diffusion des ces éléments, les plus abondants après H et He.

1.3 Ions hydrogénéoïdes de C, N, et O

A la suite de mon travail de thèse, j'ai poursuivi ma collaboration avec Marie-Christine Artru et Gérard Massacrier au sein du CRAL, ainsi que Chantal Stehlé, de l'Observatoire de Paris-Meudon, afin d'améliorer le traitement des ions hydrogénéoïdes dans le calcul des accélérations radiatives de C, N, et O ([A.6]).

Les ions hydrogénéoïdes sont affectés par l'effet Stark linéaire, leurs raies sont fortement élargies par l'interaction avec les particules chargées du plasma environnant. Nous

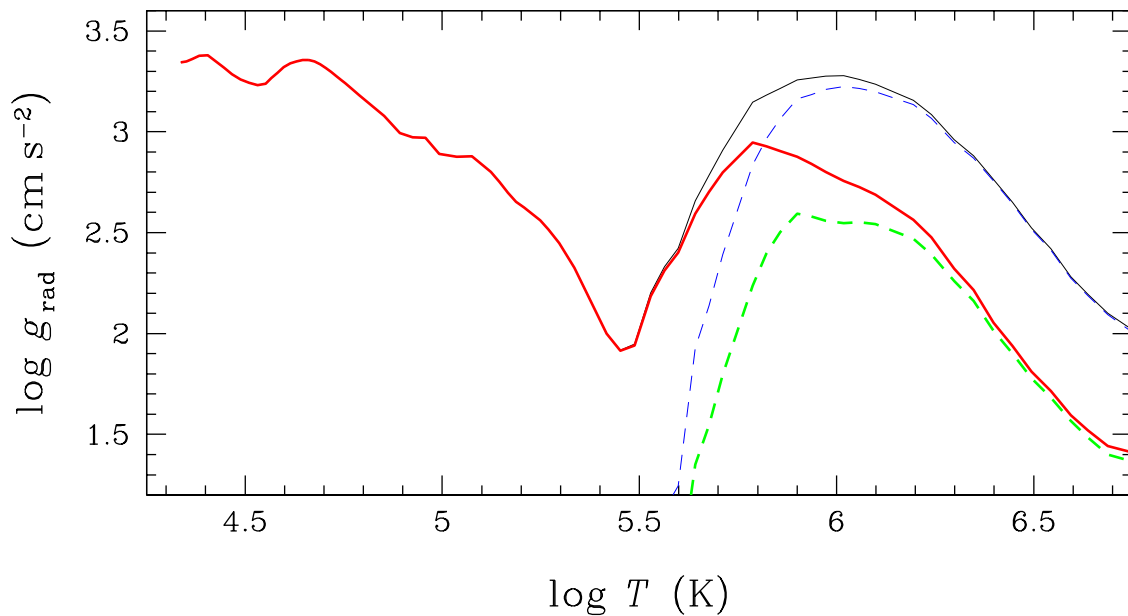


Figure 1.3: Accélération radiatives du carbone due aux raies dans l’enveloppe d’une étoile de $T_{\text{eff}} = 8000$ K et $\log g = 4,2$, pour l’abondance solaire. Les tirets montrent la contribution de l’ion C^{5+} , et les traits pleins la somme des contributions de tous les ions du carbone. Les calculs antérieurs sont représentés en traits fin et les nouveaux en traits épais.

avons utilisé les résultats théoriques de Stehlé (1996) donnant des profils analytiques avec des paramètres tabulés pour les raies de n’importe quel ion hydrogénoïde, et les avons appliqué au calcul des accélérations radiatives du carbone, de l’azote, et de l’oxygène selon les méthodes que nous avons développées précédemment ([A.2],[A.3],[B.2],[B.5]).

Nous avons d’abord calculé les profils théoriques des raies des séries de Lyman et de Balmer pour les ions C^{5+} , N^{6+} , et O^{7+} dans des conditions de plasma où ces ions sont majoritaires. Nous avons ensuite élaboré une formule paramétrique afin de reproduire les profils théoriques et ainsi permettre un calcul répétitif de nombreux profils de raies, dans différentes conditions de plasma. Cela s’avère nécessaire lors d’itérations sur la profondeur dans l’enveloppe stellaire, et lorsque l’on considère des mélanges inhomogènes ou de composition chimiques variables dans le temps.

Les élargissements que nous avons ainsi obtenus ont été comparés aux résultats précédents, utilisant des approximations grossières pour traiter l’effet Stark linéaire, comme par exemple l’utilisation d’un profil Lorentzien avec une dépendance du nombre quantique principal modifiée. Il est apparu que nos profils paramétrés sont en bon accord avec les profils théoriques, du centre de la raies jusqu’aux ailes.

Nous avons enfin convolué nos profils avec un profil Doppler, pour une utilisation directe dans le calcul des accélérations radiatives. Pour ceci, nous avons défini une fonction paramétrique généralisant la fonction de Voigt. Il est cependant apparu que dans les conditions de plasma où les ions C^{5+} , N^{6+} , et O^{7+} sont majoritaires, les profils des raies sont dominés par l’élargissement Stark et l’élargissement Doppler est peu important.

La figure 1.3 montre l’importance de l’élargissement Stark linéaire dans les couches

profondes de l’enveloppe d’une étoile de $T_{\text{eff}} = 8000$ K et $\log g = 4,2$ en comparant nos nouveaux résultats à ceux obtenus précédemment ([A.2],[A.3],[B.2],[B.5]). Les nouveaux profils étant plus étroits que les anciens, la saturation est plus forte et les valeurs prédites pour g_{rad} sont plus faibles, amplifiant la tendance du carbone à couler vers l’intérieur stellaire.

Les améliorations présentées dans le § 1.2, ainsi que celle venant d’être exposée ont été appliquées par l’équipe de Montréal à des modèles d’évolution stellaire prenant en compte simultanément la diffusion atomique et ses effets sur la structure stellaire au travers de l’opacité moyenne de Rosseland (Richer et al. 1998). Les applications au Soleil (Turcotte et al. 1998b) et aux étoiles A et F (Turcotte et al. 1998a) ont montré que C, N, et O sont des contributeurs si importants à l’opacité que la structure stellaire est sensible à des variations locales de leur abondance, même dans des couches profondes de l’enveloppe. Enfin, Richer et al. (2000) ont rajouté un terme de transport turbulent dépendant d’un paramètre libre et réussi à l’ajuster pour reproduire les anomalies d’abondance observée, démontrant ainsi la nécessité de processus de mélange pour atténuer les effets de la diffusion radiative ([C.8]).

1.4 Perspectives: caractérisation des vents radiatifs

Nous poursuivons notre étude des phénomènes de transfert radiatif et de la diffusion radiative des éléments minoritaires dans les couches extérieures des étoiles chaudes. Ces phénomènes, en plus d’être responsables des inhomogénéités de composition chimique mentionnées précédemment, provoquent également des vents (dits radiatifs) et de la perte de masse pour les étoiles chaudes.

Nous disposons d’un échantillon de spectres d’étoiles Ap magnétiques, obtenus à l’Observatoire de Haute-Provence en mai 2000 ainsi que lors de missions précédentes, que nous avons utilisé pour mesurer les abondances d’un ensemble d’éléments de la série des lanthanides (stage de maîtrise de Frédéric Perrot). Ce sont des éléments chimiques rares, mais fortement surabondants dans certaines étoiles bien particulières, dont les étoiles Ap magnétiques. La diffusion de ces éléments trace est influencée par la présence de vent et de champ magnétique. L’analyse de leurs raies constitue donc un test efficace pour mettre en évidence ces vents stellaires, ainsi que les processus homogénéisant des couches plus internes, inaccessibles à l’observation directe.

Nous effectuons une modélisation théorique des accélérations radiatives de ces éléments, en adaptant les méthodes que nous avons développées pour le carbone, l’azote, et l’oxygène ([A.2],[A.3],[A.6],[B.2],[B.5]). Un travail en amont considérable est nécessaire, à cause du très grand nombre de raies dans leurs spectres (plusieurs millions) et du manque de données atomiques pour les ions de charge multiple. Utilisant le programme de structure atomique RCN (Cowan 1981), nous avons commencé à générer des listes de niveaux nécessaires pour le calcul des fonctions de partition. Dans la mesure où l’absorption par les lanthanides n’atteint jamais la saturation, une approche statistique apparaît possible, nous utilisons ainsi le formalisme de “faisceau de raies atomiques non résolues”, qui a fait ses preuves dans l’étude des plasmas denses de confinement inertiel.

Chapitre 2

Étoiles de type λ Boötis

2.1 Contexte

Je me suis intéressé aux étoiles de type λ Boötis lors de mon séjour post-doctoral à l'Observatoire Canada-France-Hawaii, où j'ai démarré une collaboration avec David Bohlander (maintenant au Centre Canadien de Données Astronomiques, Victoria, Canada). Ces étoiles forment un petit sous-groupe singulier d'étoiles chimiquement particulières, quelques dizaines seulement sont connues à ce jour. Elles ont des abondances normales de carbone, azote, oxygène, et soufre, mais ces sont les seules étoiles CP de type A à présenter des déficiences en éléments plus lourds.

La théorie de la diffusion radiative, exposée dans le chapitre 1, explique avec succès les anomalies rencontrées dans les autres groupes d'étoiles CP, mais ne parvient pas à reproduire celles des étoiles λ Boo. En effet, la rotation rapide de ces étoiles cause des mouvements de circulation méridienne importants, empêchant la diffusion d'opérer de manière efficace, comme l'a démontré Charbonneau (1993).

Le modèle reproduisant le mieux les observations est celui proposé par Venn & Lambert (1990). Il postule que ces étoiles accrètent de la matière provenant d'un nuage de gaz circumstellaire, où les éléments lourds se seraient condensés en grains. Seul le gaz ainsi appauvri serait accrété et viendrait modifier la composition de surface de ces étoiles. Turcotte & Charbonneau (1993) ont amélioré ce modèle en traitant simultanément les processus d'accrétion et de diffusion. Ils sont ainsi capables d'expliquer l'apparition rapide des sous-abondances dans le domaine restreint de température occupé par les étoiles λ Boo, les forts taux de rotation observés dans ces objets, et l'absence de rotateurs lents dans ce groupe. Un taux d'accrétion de seulement $10^{13} M_{\odot} \text{an}^{-1}$ suffit à produire les anomalies d'abondance observées.

A cause des forts courants de circulation méridienne, les couches supérieures sont mélangées de manière très efficace, homogénéisant l'étoile et faisant disparaître les anomalies de surface en un million d'années environ. Pour pouvoir observer de telles anomalies, il faut donc que l'accrétion ait encore lieu actuellement. Les étoiles λ Boo seraient donc des objets jeunes, encore entourés des restes du disque à partir duquel elles se sont formées. Certaines de ces étoiles montrent en effet des indices de la présence de matière circumstellaire, sous la forme d'un excès infrarouge, signature de l'émission thermique de poussière,

ou de raies fines révélatrices de coquilles de gaz froid entourant l'étoile, superposées aux raies photosphériques élargies par la rotation. Cependant, cette interprétation est encore controversée et l'âge de ces étoiles est toujours débattu.

Afin d'apporter un peu plus de lumière sur cette question, nous avons initié un programme de recherche systématique de la signature spectrale de matière circumstellaire en observant à haute résolution les raies D du sodium d'un grand nombre d'étoiles λ Boo visibles depuis l'observatoire Canada-France-Hawaii.

Un scénario alternatif a été proposé depuis par Kamp & Paunzen (2002), dans lequel le disque circumstellaire serait remplacé par un nuage interstellaire diffus traversé par l'étoile. Ce modèle n'explique par contre pas pourquoi ces effets seraient limités au domaine de température des étoiles λ Boo.

Enfin, Faraggiana et al. (2004) ont identifié une fraction importante de binaires serrées parmi les étoiles λ Boo, dont le spectre serait donc la superposition des deux spectres individuels, et ont montré que ce spectre composite pouvait aisément être confondu avec celui d'une étoile isolée déficiente en métaux. Ils suggèrent ainsi qu'une partie des étoiles λ Boo, si ce n'est la totalité, ne sont en réalité pas chimiquement particulières. Il reste cependant possible que l'analyse de spectres composites en tenant compte de leur nature binaire montre toujours des sous-abondances typiques des étoiles λ Boo.

2.2 Pulsations non radiales

Au cours de notre recherche de matière circumstellaire, nous avons découvert par hasard le premier cas de pulsations non radiales (PNR) dans une étoile de type λ Boo: HD 111604 ([A.4],[C.2]). Le premier spectre de 8 min que nous avons obtenu pour le doublet D du sodium comprenait plusieurs fines raies d'absorption d'origine apparemment interstellaire, ce qui semblait peu probable étant donnée la faible distance de l'étoile. Nous avons donc pris un second spectre, qui a montré des variations de ces raies. Une séquence de plusieurs spectres pris sur un intervalle d'une heure est montrée dans la fig. 2.1, ainsi que les résidus obtenus en soustrayant le spectre moyen des spectres individuels. On remarque aisément la progression du bleu vers le rouge des dépressions. Une raie stationnaire, potentiellement circumstellaire ou interstellaire, est montrée par les tirets verticaux, elle est plus évidente sur le spectre moyen qui réduit la visibilité des raies variables.

La variabilité spectrale de HD 111604 est remarquablement similaire à celles observées dans les étoiles δ Scuti en rotation rapide, qui sont instables vis-à-vis d'oscillations non radiales causées par le κ -mécanisme. Ces pulsations sont décrites par trois nombres quantiques: l'ordre radial n , le degré non-radial l , et l'ordre azimuthal m . Elles provoquent des perturbations de vitesse dans le profil de rotation stellaire, produisant des variations dans la forme du profil des raies. En supposant un mode sectoriel, pour lequel $l = |m|$, notre échantillon limité de données permet tout de même de conclure à la présence de PNR d'ordre élevé, $|m| \simeq 20$, avec une période $P \simeq 0,71$ jours.

Il était déjà connu que les étoiles λ Boo présentent des variations photométriques (variations de leur luminosité intégrée sur un large domaine spectral), attribuées à des pulsations radiales, mais c'était la première fois que des variations dans le profil des raies

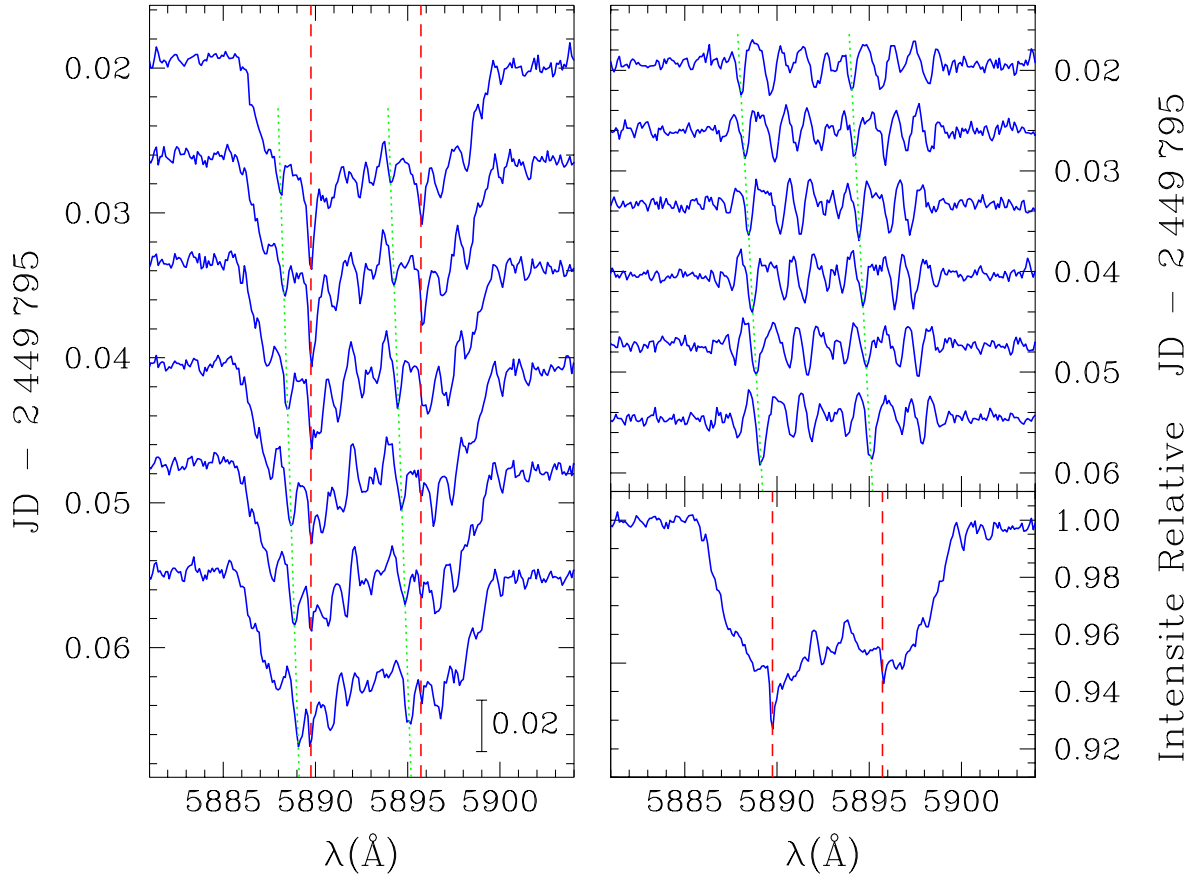


Figure 2.1: Séquence de spectres des raies D du Na I de l'étoile HD 111604 de type λ Boo (gauche) et résidus (droite) par rapport au spectre moyen, tracé en bas. Le temps avance vers le bas de la figure. La ligne pointillée suit le mouvement vers le rouge d'une caractéristique proéminente de PNR dans chaque composante du doublet.

observées à haute-résolution spectrale étaient observées. Ces dernières variations sont plutôt causées par des pulsations non radiales d'ordre élevé.

L'existence même des PNR dans les étoiles λ Boo consiste déjà un argument en faveur du modèle d'accrétion-diffusion de Turcotte & Charbonneau (1993). En effet, dans les étoiles de type A pour lesquelles la vitesse de rotation et le taux de perte de masse sont bas, aucun processus de mélange n'existe dans l'enveloppe externe. La diffusion radiative y est donc très efficace et fait couler l'hélium vers le centre de l'étoile, supprimant la zone convective d'He II et, avec elle, le moteur des pulsations causées par le κ -mécanisme. Dans les étoiles λ Boo, au contraire, le taux d'accrétion requis par le modèle est plus que suffisant pour empêcher la disparition de la zone convective d'He II, permettant ainsi l'apparition de pulsations.

Nous avons alors décidé de lancer une campagne d'observation à haute résolution spectrale et à grand rapport signal-sur-bruit afin de détecter des PNR d'ordre élevé sur un grand nombre d'étoiles de type λ Boo. Nous avons observé, en plus des raies D du Na I,

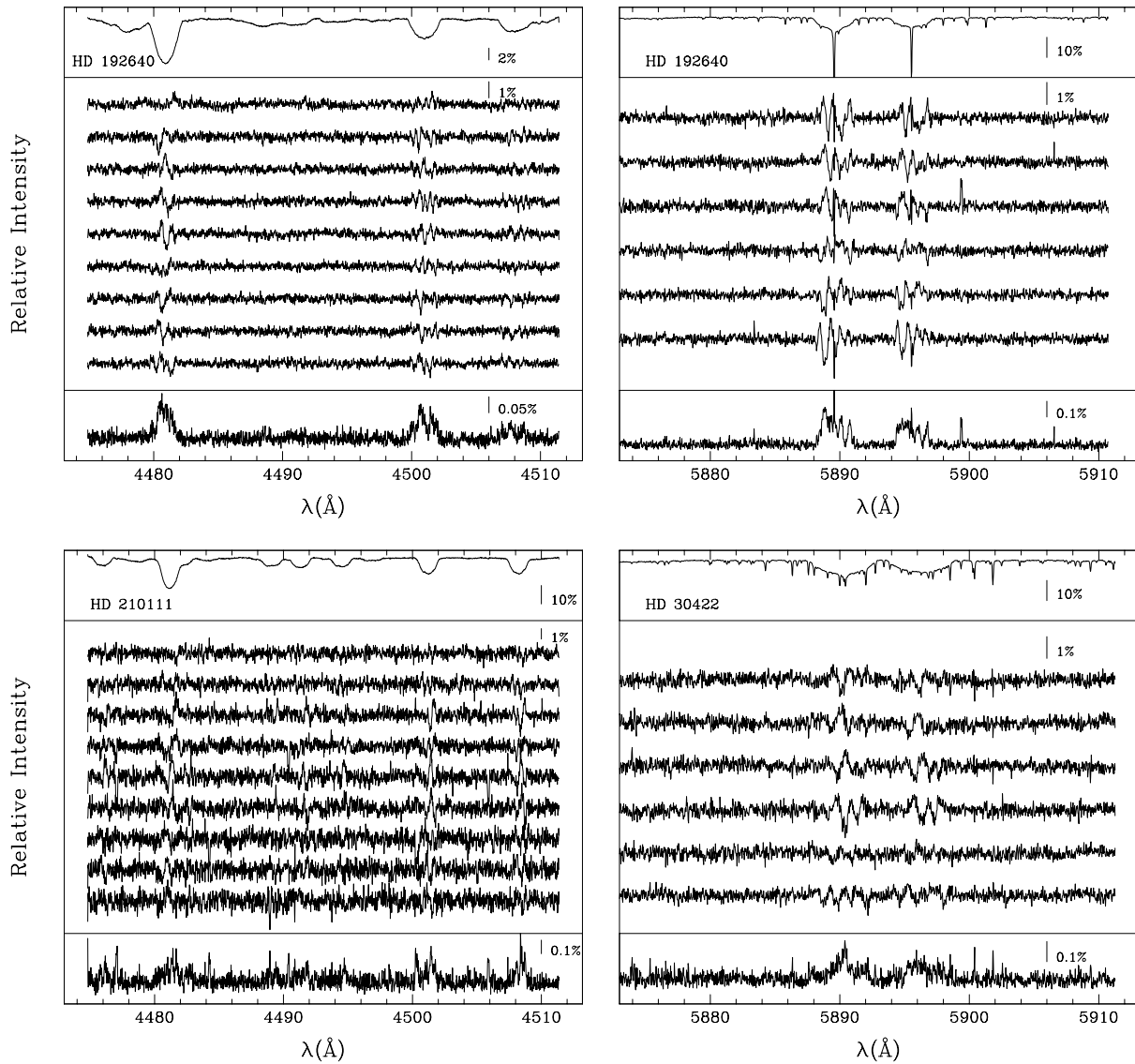


Figure 2.2: Spectres observés pour HD 192640 = 29 Cyg (en haut), HD 210111 (en bas à gauche) et HD 30422 (en bas à droite) dans les régions de la raie Mg II (gauche) et des raies Na I D (droite). Panneau du haut: moyenne d'une séquence de spectres. Panneau du milieu: résidus de chaque spectre par rapport à la moyenne. Le temps avance vers le bas. Panneau du bas: déviation absolue moyenne des spectres. L'échelle d'intensité relative est indiquée dans chaque panneau.

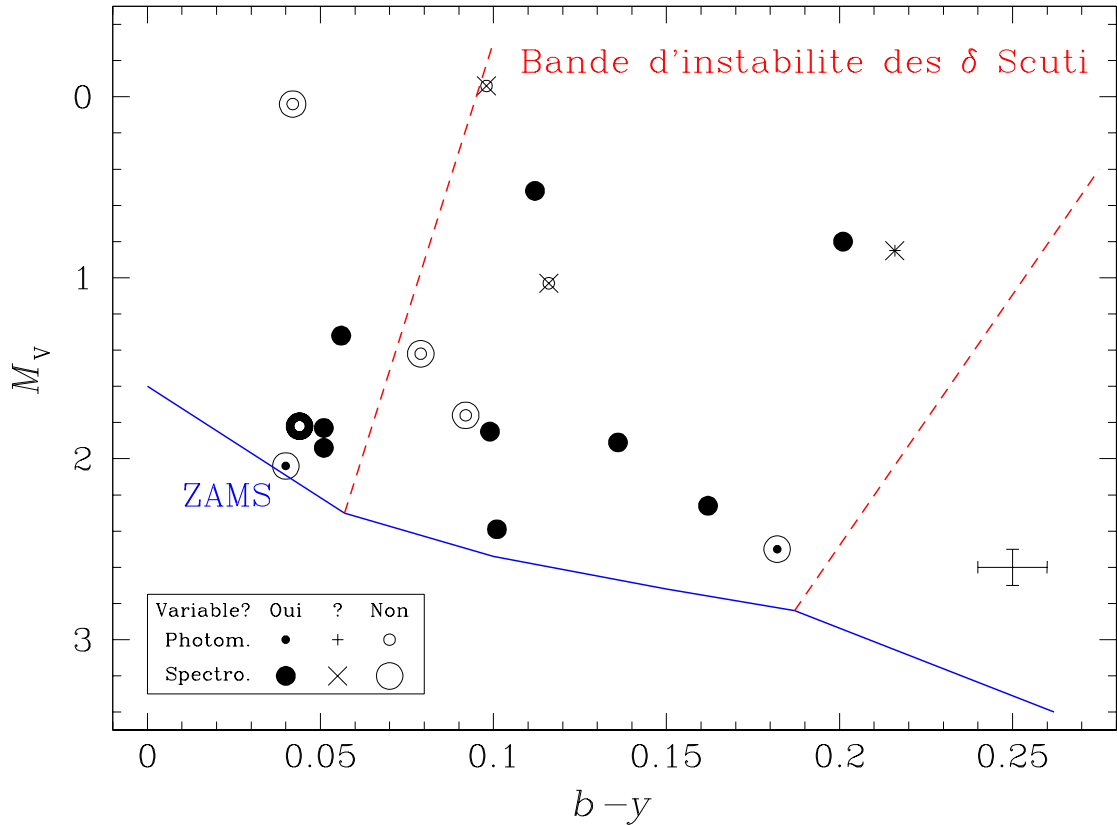


Figure 2.3: Diagramme couleur-magnitude des étoiles λ Boo observées. Les cercles pleins (resp. vides) indiquent les étoiles variables (resp. non variables). La variabilité photométrique est représentée par le plus petit des cercles concentriques pour chaque objet, et la détection ou non de PNR par le plus grand. Les croix représentent les cas où la variabilité est incertaine. Les tirets délimitent la bande d'instabilité des étoiles δ Scuti, et la barre d'erreur pour la position de chaque étoile est tracée en bas à droite.

la région autour de la raie de Mg II à 4481 Å, fréquemment utilisée pour des détections de PNR dans les étoiles δ Scuti. Des résultats préliminaires portant sur un échantillon réduit ont été présentés dans [B.4] et [B.6], et les résultats complets de ce programme ont été détaillés dans [A.10].

Les spectres obtenus pour un échantillon de 18 étoiles montrent clairement la présence de PNR pour 9 d'entre elles et leur absence pour 5 étoiles. Nos données ne nous permettent pas de tirer une conclusion définitive pour les 4 étoiles restantes. Nous nous attendons à ce que des observations complémentaires, permettant d'améliorer l'échantillonnage pour certains objets, résulteront en une plus grande fraction d'étoiles λ Boo ayant des PNR. Lorsqu'elles sont détectées, les PNR ont des amplitudes comprises entre 0,7% et 2,5% du continu, des ordres $|m|$ allant de 12 à 30, et des périodes s'étalant de 10 min à 1 h. La fig. 2.2 montre des exemples de PNR détectées pour les étoiles 29 Cyg, HD 210111, et HD 30422.

La fig. 2.3 place les étoiles de notre échantillon dans un diagramme couleur-magnitude.

Parmi les 18 étoiles observées, 12 sont dans la zone d'instabilité des δ Scuti, 5 sont juste au-dehors du bord bleu, et seulement une apparaît vraiment en dehors. On constate également que toutes les étoiles pour lesquelles nous disposons de données de bonne qualité et qui sont dans la bande d'instabilité sauf une présentent des PNR. Les données concernant les autres étoiles, de moins bonne qualité, ne permettent pas d'exclure des PNR de basse amplitude. Ces remarques constituent un argument en faveur du modèle d'accrétion-diffusion.

Le détection des PNR dans les étoiles λ Boo devrait nous permettre une fois pour toutes de clore le débat sur leur état d'évolution. En effet, les propriétés de pulsation d'une étoile changent lors de son évolution, par suite de modifications progressives de sa structure interne. L'analyse du spectre complet des modes (radiaux et non radiaux) de pulsation dans ces étoiles permet, par comparaison à des modèles théoriques, d'obtenir une estimation directe de leur structure interne et état d'évolution. Un tel projet n'est cependant possible qu'à partir de données de très haute qualité obtenues lors de campagnes d'observation photométriques et spectroscopiques multi-sites. Les étoiles de notre échantillon présentant les plus grandes amplitudes de variations, comme 29 Cyg par exemple, étant aussi des variables photométriques, sont des candidats de choix pour cette étude.

2.3 Matière circumstellaire

Nous avons poursuivi notre programme de détection de matière circumstellaire grâce à l'obtention de nouveaux spectres de la raie K du calcium en complément de ceux du doublet D du sodium, ainsi qu'en ajoutant quelques étoiles à notre échantillon de départ ([A.14]). Sur les 22 étoiles observées, 14 présentent des raies fines révélatrices de coquilles de gaz froid entourant l'étoile, superposées aux larges raies photosphériques du sodium, du calcium, ou bien des deux. La fig. 2.4 montre les profils des raies Na I D pour les étoiles 131 Tau, 29 Cyg, et HD 111786, ainsi que celui de la raie Ca II K pour 131 Tau. Ces raies fines sont d'intensité très variable d'une étoile à l'autre et sont très fortes pour 8 d'entre elles. Nous avons pu mesurer les densités de colonne de gaz correspondantes, elles s'étendent de quelques 10^{13} m^{-2} , à peine au-dessus de notre limite de détection, jusqu'à $1 - 3 \times 10^{15} \text{ m}^{-2}$. Les raies fines ne sont en général pas centrées sur les raies photosphériques, indiquant que ces coquilles de gaz absorbant sont en mouvement par rapport à l'étoile. Enfin, certains spectres montrent des profils variables et/ou à plusieurs composantes, pouvant résulter de la superposition des contributions des deux étoiles d'un système binaire (c'est le cas pour HD 111786 dans la fig. 2.4).

On peut se demander si les signatures d'absorption par du gaz froid proviennent bien de l'environnement immédiat de l'étoile: le disque nécessaire dans le cadre du modèle d'accrétion-diffusion ou si elles sont causées par un nuage interstellaire situé par hasard sur la ligne de visée. En effet, le milieu interstellaire (MIS) dans le voisinage solaire est très hétérogène, et plusieurs nuages ont été recensés. Redfield & Linsky (2001) donnent les positions et contours de quatre nuages, représentés dans la fig. 2.5 avec les positions des étoiles de notre échantillon. Nous appellerons collectivement ces nuages le MIS local

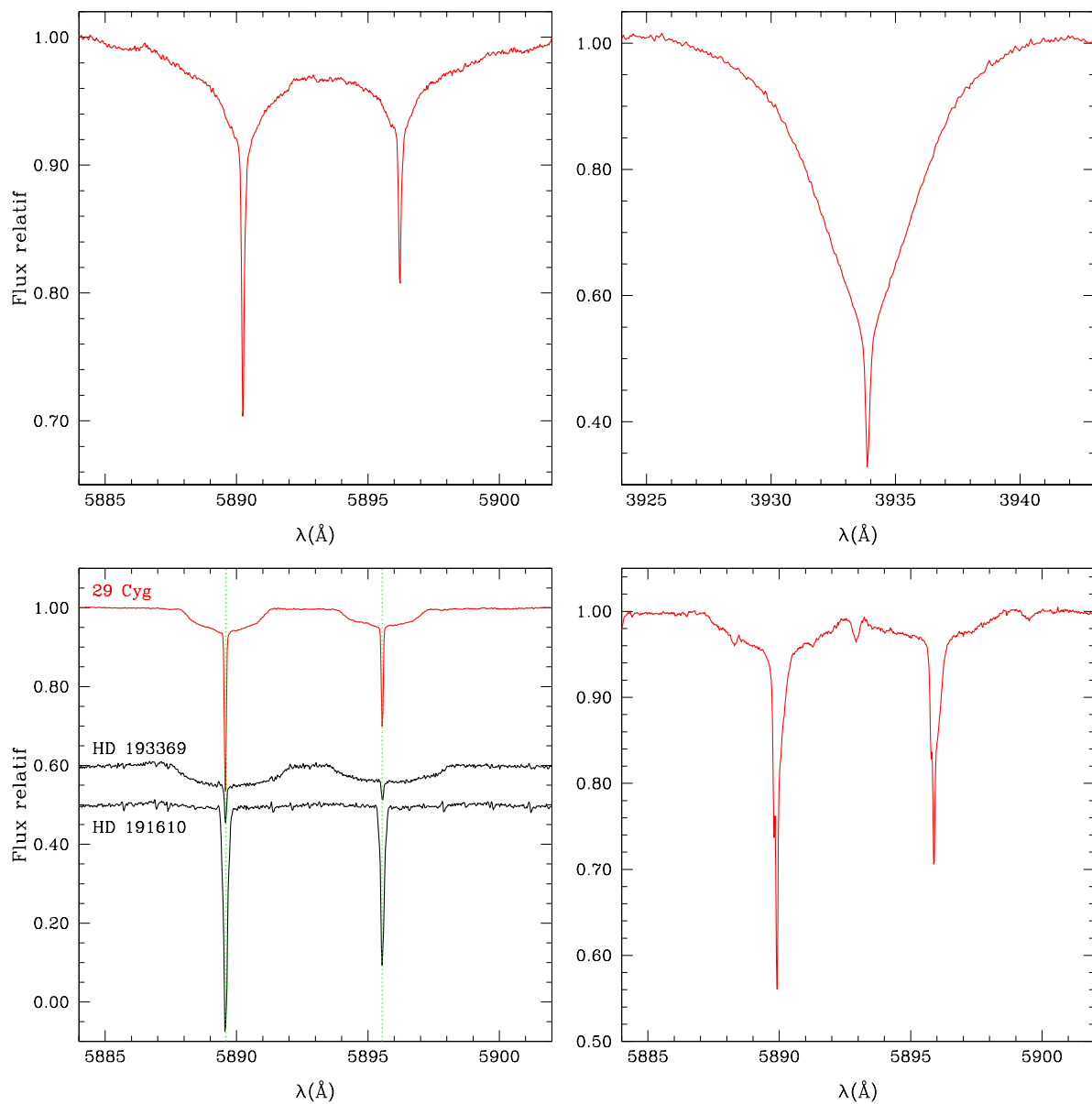


Figure 2.4: Spectres observés pour 131 Tau (en haut, Na I D à gauche, Ca II K à droite), 29 Cyg (Na I D, en bas à gauche, avec le spectre de deux étoiles de comparaison distantes) et HD 111786 (Na I D, en bas à droite)

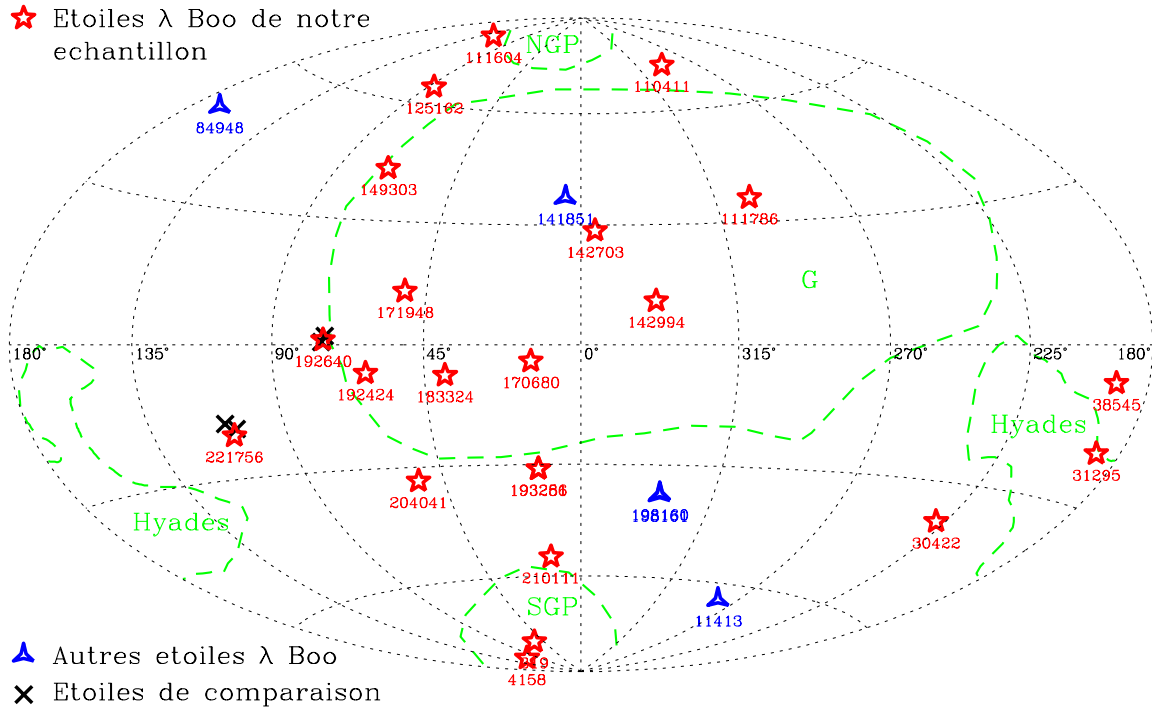


Figure 2.5: Positions des étoiles de notre échantillon, d'étoiles de comparaison et d'autres étoiles λ Boo en coordonnées galactiques. Les tirets représentent les contours des nuages G, NGP, SGP et Hyades du MISL d'après Redfield & Linsky (2001).

(MISL). À plus grande échelle, le Soleil est situé dans une cavité soufflée par des explosions de supernova passées, appelée la Bulle Locale. Récemment, Lallement et al. (2003) en ont raffiné les contours et ont montré que cette cavité n'était pas fermée dans la direction des pôles galactiques et qu'il convenait mieux de l'appeler la Cheminée Locale. Au delà s'étend une région plus dense, le MIS distant (MISD).

Afin de déterminer si nos spectres pouvaient être contaminés par de l'absorption due au MIS, nous avons comparé les lignes de visée de nos étoiles aux positions des nuages du MISL, mais aussi les vitesses du gaz absorbant à celles de ces nuages. Les distances de nos étoiles, ainsi que les largeurs équivalentes des raies fines du sodium, comparées aux contours de la Cheminée Locale nous ont permis de vérifier si le MISD pouvait lui aussi contribuer à l'absorption. Dans le cas de deux étoiles, dont 29 Cyg, nous avons également obtenu le spectre des raies du sodium pour des étoiles de comparaison distantes, situées sur la même ligne de visée et au-delà des limites de la Cheminée Locale, donc dans le MISD. La fig. 2.4 montre clairement que les vitesses radiales des raies fines de 29 Cyg et des étoiles de comparaison sont identiques, indiquant que le spectre de 29 Cyg est contaminé par le MISD et ne présente donc aucune signature de matière circumstellaire.

Il ressort de notre étude que l'absorption observée est très probablement causée par le MIS pour 11 étoiles et que seulement 3 étoiles de notre échantillon montrent clairement des indices de la présence de gaz circumstellaire (c'est le cas de 131 Tau, dont les raies

finer montrées dans la fig. 2.4 présentent de plus une forme caractéristique). Or, certaines étoiles λ Boo étaient déjà connues pour avoir un excès de luminosité dans l'infra-rouge, signature de l'émission thermique des poussières dans un disque. Cependant, nos résultats montrent une apparente anti-corrélation entre la présence de gaz ou de poussières, pouvant caractériser deux états différents dans l'évolution du disque protostellaire.

L'intérêt de ce travail a été récemment amplifié par le rapprochement constaté avec les étoiles de type Véra, montrant également la présence de disques sous forme d'excès infra-rouge, et avec l'étoile β Pic, présentant certaines caractéristiques de la classe λ Boo, et pour laquelle un disque de débris est imagé directement. Un petit nombre d'étoiles λ Boo montrent même des signes directs d'accrétion, similaires à β Pic. La compréhension des liens entre ces différents types d'objets apportera des indices importants pour l'étude de la formation des systèmes stellaires. Dans ce contexte, mon intérêt s'est porté sur la structure des disques protoplanétaires, sujet développé dans le chapitre 3.

2.4 Perspectives

Nous avons démarré une campagne d'observations spectroscopiques multi-sites pour l'étoile 29 Cyg, afin d'obtenir une couverture ininterrompue de ses variations spectrales sur plusieurs jours et ainsi d'assurer une analyse de Fourier de bonne qualité pour remonter à son spectre de pulsations. Malheureusement, les difficultés à coordonner les plannings d'observatoires différents, combinés à une météo capricieuse, ne nous ont pas permis d'avancer de manière significative. Nous comptons poursuivre nos efforts en ce sens.

Du point de vue théorique, nous projetons de caractériser les modes d'oscillation des étoiles λ Boo à l'aide du code de pulsation dont nous disposons au sein du CRAL. Il a été essentiellement utilisé pour traiter les oscillations radiales de divers objets astrophysiques (Céphéïdes, étoiles massives, ...) et plus récemment, Christophe Winisdoerffer et Isabelle Baraffe ont commencé à l'étendre aux oscillations non radiales des Céphéïdes. Nous voulons plus particulièrement appliquer ces résultats aux étoiles λ Boo afin de comparer le spectre théorique de pulsation aux modes (radiaux et non radiaux) identifiés observationnellement, et ainsi de remonter à leur structure interne et état d'évolution.

Chapitre 3

Disques protoplanétaires

3.1 Contexte

Le lien constaté entre les étoiles de type λ Boötis et les étoiles de type Vége et à disques de débris comme β Pic m'ont amené à m'intéresser de plus près à la structure des disques autour d'étoiles jeunes. Ces disques sont composés de gaz et de poussière et sont le lieu de formation des planètes, avec des grains de taille du μm au mm caractéristiques du milieu interstellaire, s'agglutinant les uns aux autres pour former des corps de plusieurs kilomètres de diamètre. La croissance des grains se produit initialement via le collage de grains individuels lors de collisions. Cependant, une fois qu'ils ont atteint une taille de l'ordre du mm au cm, les grains ont des vitesses assez grandes pour se refragmenter lors de l'impact, empêchant de dépasser cette taille. Les modèles actuels peinent à faire croître les grains jusqu'à des embryons de planètes suffisamment massifs pour que la gravité prennent le relai et assure aisément une augmentation de masse jusqu'à l'obtention de planètes. Plusieurs solutions sont à envisager pour permettre de passer ce cap comme par exemple la diminution des vitesses de collisions dans les régions plus denses. La détermination précise de la répartition des différentes tailles de grains de poussière dans les disques constitue donc la première étape vers la compréhension de la formation planétaire.

Jusqu'à récemment, la dynamique de la poussière dans les disques avait seulement été étudiée du point de vue du calcul de taux de migration radiale vers l'étoile centrale sous l'effet de la force de friction entre le gaz et la poussière, notamment par Weidenschilling (1977). La vitesse radiale maximale atteinte a été trouvée indépendante de la loi de friction et de la masse du disque, alors que la taille de grains migrant le plus rapidement dépend des paramètres du modèle. La sédimentation verticale a ensuite été traitée par Garaud et al. (2004) qui obtiennent le mouvement collectif des particules de poussières de manière analytique. Ils montrent que les petits grains sombrent lentement vers le plan médian tandis que les plus gros oscillent de part et d'autre avant d'y aboutir.

Ces travaux font intervenir des particules de tailles comprises entre 1 μm et 10 m, beaucoup plus grandes que celles rencontrées dans le milieu interstellaire, mais cohérentes avec les observations récentes. En effet, des indices de recyclage de la poussière et de croissance des grains, ainsi que des signatures spectrales suggérant la présence de grains de taille centimétrique ont été détectés dans les disques autour d'étoiles Ae/Be de Herbig

ou de naines brunes (Meeus et al. 2003, par ex.).

La plupart des modèles permettant de reproduire les distributions spectrales d'énergie des disques font l'hypothèse d'un couplage fort entre gaz et poussière. C'est le cas notamment des modèles évasés à deux couches de disques passifs irradiés autour d'étoiles T Tauri (Chiang & Goldreich 1997) ou ceux de Dullemond et al. (2002) décrivant les objets Ae de Herbig, pour lesquelles l'évaporation de la poussière près de la proto-étoile crée un trou au centre du disque et expose ainsi son bord interne au rayonnement stellaire, le faisant enfler et projeter une ombre sur le reste du disque. Alors que l'hypothèse d'homogénéité est valable pour les très petites particules (de l'ordre du μm), qui sont entraînées par le gaz à cause de la friction très importante, ce n'est plus le cas pour les plus gros grains qui ont des mouvements plus complexes. Plus récemment, Dullemond & Dominik (2004) ont pris en compte la sédimentation verticale des grains et montré qu'elle causait un auto-ombrage partiel et un abaissement de la photosphère, en accord avec les observations de Chiang et al. (2001), par exemple.

La migration radiale n'a jamais été prise en compte dans de telles études. Puisque la poussière est un contributeur majeur à l'opacité, sa distribution peut profondément affecter le transfert radiatif et une meilleure compréhension de cette dernière est critique pour reproduire les distributions spectrales d'énergie. Afin de s'attaquer à ce problème et de poser les bases pour étudier les premières étapes de la formation de planètes, nous développons un code hydrodynamique traitant l'interaction entre gaz et poussière dans les disques protoplanétaires. J'encadre la thèse de Laure Barrière-Fouchet sur ce sujet, et nous travaillons en collaboration avec James Murray, Robin Humble, et Sarah Maddison de l'Université de Swinburne (Melbourne, Australie).

3.2 Distribution de la poussière

Le gaz dans un disque protoplanétaire orbite autour de l'étoile à une vitesse subkeplerienne à cause du gradient de pression radial. À l'opposé, une particule de poussière ne ressent pas de gradient de pression et orbite à la vitesse keplerienne. La différence de vitesse entre les deux phases cause des forces de friction ralentissant la poussière et la forçant à migrer vers l'intérieur par conservation du moment cinétique. L'équation du mouvement de la poussière sous l'action de la force de friction s'écrit

$$\frac{d\vec{v}_p}{dt} = -\frac{\vec{v}_p - \vec{v}_g}{t_a}, \text{ avec } t_a = \frac{mv}{F_f}, \quad (3.1)$$

et où \vec{v}_p est la vitesse de la poussière, \vec{v}_g celle du gaz, t le temps, t_a le temps d'arrêt et F_f la force de friction. La masse du grain de poussière est

$$m = \frac{4\pi}{3}\rho_p s^3, \quad (3.2)$$

où nous supposons que les grains sont sphériques, de rayon s et densité ρ_p . $v = \|\vec{v}_p - \vec{v}_g\|$ est la différence de vitesse entre les phases gaz et poussière en un point donné. Le temps d'arrêt est le temps que met un grain de poussière de vitesse différente pour atteindre celle du gaz environnant.

La forme de la force de friction dépend du nombre de Reynolds et du rapport du libre parcours moyen des molécules de gaz au rayon s des grains. Dans les conditions de notre étude, et pour les tailles de grains considérées (de $1 \mu\text{m}$ à 10 m), nous sommes dans le régime d'Epstein et la friction est due à l'agitation thermique. L'équation du mouvement de la poussière devient

$$\frac{d\vec{v}_p}{dt} = -\frac{c_s \rho_g}{s \rho_p} (\vec{v}_p - \vec{v}_g), \quad (3.3)$$

où c_s est la vitesse du son.

Nous traitons l'interaction entre gaz et poussière au moyen d'un code hydrodynamique utilisant le formalisme Smooth Particle Hydrodynamics (SPH) dérivé de celui de Murray (1996) développé à l'origine pour l'étude de disques d'accrétion instables dans les variables cataclysmiques. Nous y avons apporté des modifications majeures: la configuration est maintenant celle d'un disque protoplanétaire plutôt qu'un disque dans un système binaire, et nous avons adapté l'algorithme de recherche des plus proches voisins afin de mieux gérer une résolution spatiale variable. Nous avons ajouté une seconde phase de poussières, dans une approche fluide auto-cohérente, contrairement à d'autres études utilisant seulement des particules test pour décrire la phase de poussière. Nous prenons en compte la pression exercée par le gaz sur la poussière et par la poussière sur le gaz, ainsi que la force de friction du gaz sur la poussière. Nous avons décidé de ne pas tenir compte de la force de friction de la poussière sur le gaz car elle est négligeable, mais elle est implémentée dans le code et peut-être incluse dans les calculs si nécessaire. L'auto-gravité du disque, négligeable dans les cas que nous considérons, n'est pas non plus prise en compte. Des résultats préliminaires sont exposés dans ([B.10],[B.11]) et les détails de nos modifications ainsi que les résultats complets que nous obtenons sont donnés dans ([A.12]). L'originalité de ce code est qu'il décrit simultanément la migration radiale et la sédimentation verticale des grains de poussière à haute résolution, et qu'il est possible d'ajouter simplement des processus physiques supplémentaires comme la turbulence, l'évolution des grains, ou une équation d'état détaillée.

Un autre projet, piloté par nos collègues australiens, a été entrepris en parallèle afin d'incorporer la physique de la poussière dans un code SPH calculant les forces d'auto-gravité au moyen d'un algorithme en arbre. Ce dernier rend le code considérablement plus complexe, et le traitement des plus petits grains de poussière plus difficile. En contrepartie, il nous permet de considérer les problèmes de stabilité gravitationnelle. Le code et ses résultats, tout à faits semblables dans le cas présenté ici, sont décrits dans ([A.13]).

Nous nous intéressons à un disque de $0.01 M_\odot$ autour d'une étoile de $1 M_\odot$ contenant 1% de poussières en masse. Nous considérons des particules de poussière de tailles allant de $1 \mu\text{m}$ à 10 m , nos simulations incluant seulement une taille de grains à la fois. Notre disque est verticalement isotherme et la température suit une loi de puissance dans la direction radiale: $T \propto r^{-3/4}$. Nous supposons implicitement que pour tout processus de chauffage dans le disque, la chaleur résultante est immédiatement rayonnée. Nous prenons comme état initial un disque de gaz ayant évolué vers un état stationnaire, auquel nous superposons la phase de poussière avec une distribution identique à celle du gaz. Nous

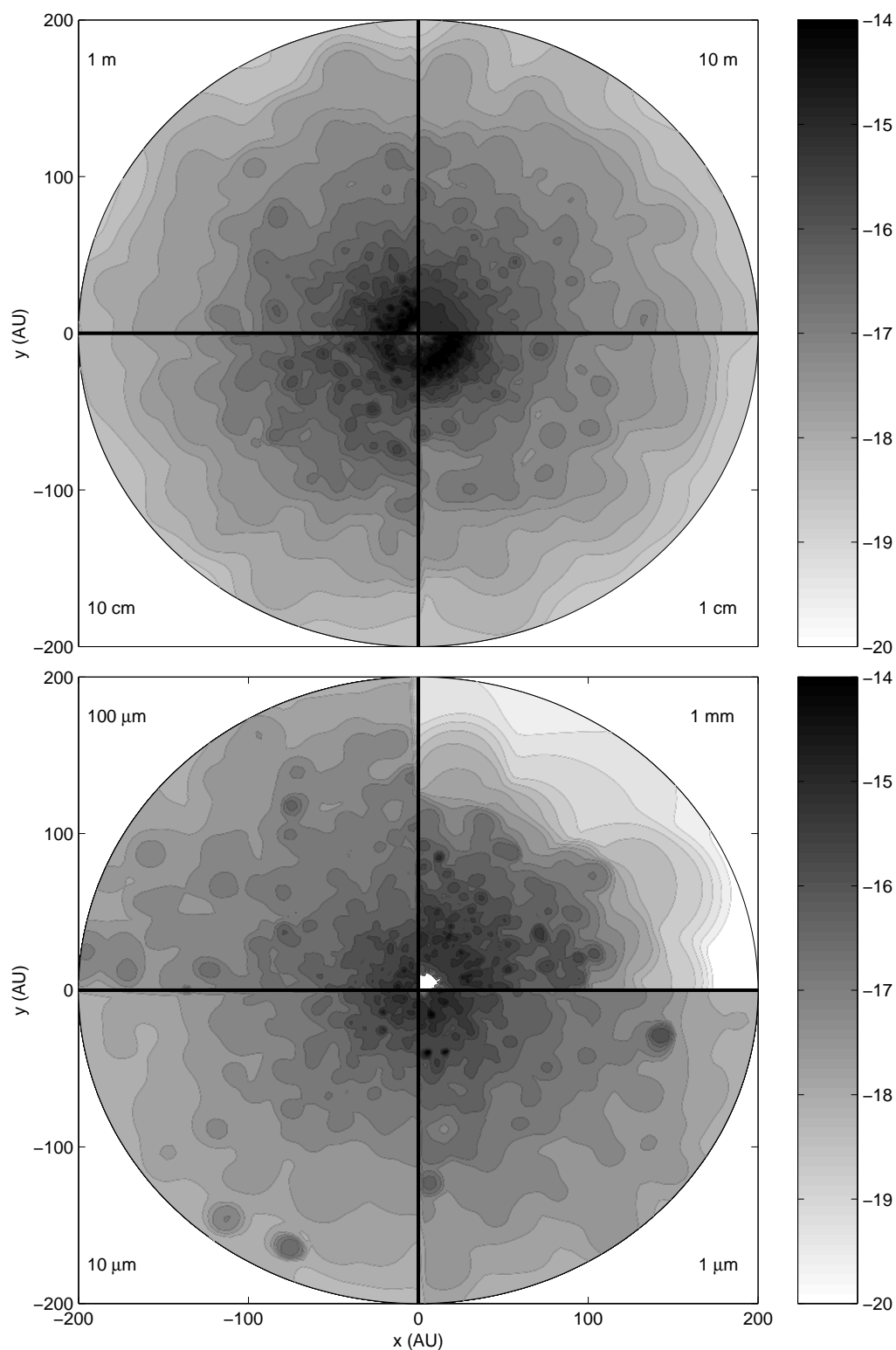


Figure 3.1: Contours de densité des grains de poussière pour le disque vu du dessus à la fin des simulations, chaque quadrant représentant une taille différente de particules. La barre verticale donne $\log \rho$ en g cm^{-3} .

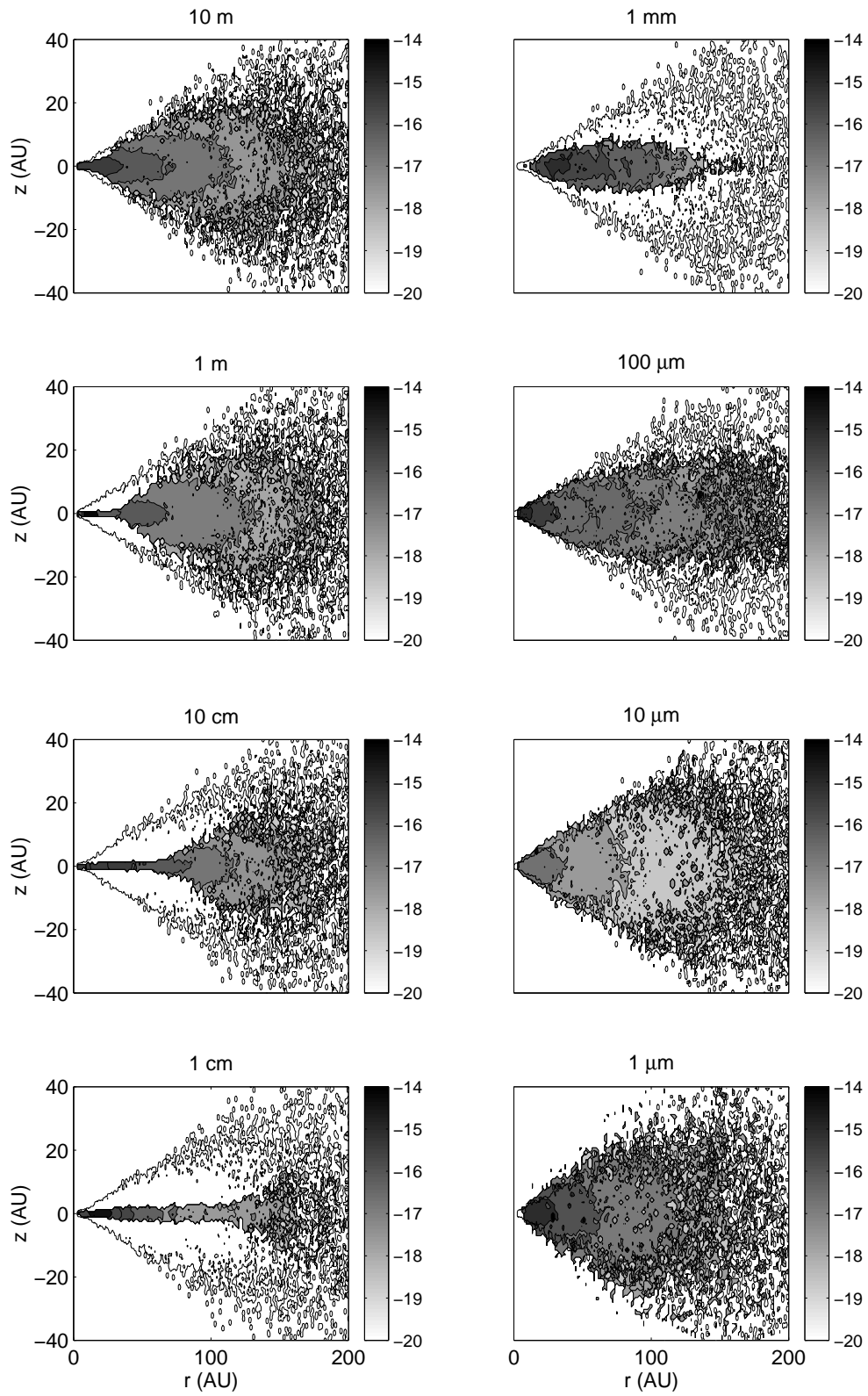


Figure 3.2: Contours de densité des grains de poussière de différente tailles pour le disque vu par la tranche à la fin des simulations. Le contour le plus externe est celui du gaz pour $\rho = 1.9 \cdot 10^{-22} \text{ g cm}^{-3}$. La barre verticale donne $\log \rho$ en g cm^{-3} .

laissons ensuite évoluer le disque bi-phasé pendant 8 000 ans, un temps suffisant pour voir apparaître la séparation des deux phases. Les figs. 3.1 et 3.2 montrent les contours de densité des grains de poussière de différente tailles, pour le disque vu respectivement du dessus et par la tranche.

Nos résultats montrent que la poussière se comporte qualitativement selon les prédictions de Weidenschilling (1977). Les corps les plus gros sont faiblement couplés au gaz et suivent des orbites keplériennes marginalement perturbées. Le disque de poussière est évasé sauf près du centre où la friction du gaz est la plus efficace à cause de sa haute densité. A l'opposé, les corps les plus petits sont couplés si fortement au gaz qu'ils en suivent le mouvement, et le disque de poussière est évasé aussi. Pour les tailles intermédiaires, la friction influence fortement la dynamique et induit un mouvement très différent de celui du gaz. Nous observons une phase rapide pendant laquelle la poussière sédimente vers une région où la friction devient très importante. Quand les gros grains atteignent cette région, ils sédimentent sur le plan médian et subissent une forte migration radiale les faisant tomber sur l'étoile centrale. La couche de poussière devient donc très fine pour les petits rayons. Pour les petits grains, la sédimentation vers le plan médian est si efficace que la migration radiale ne peut pas les évacuer vers l'étoile centrale et ils s'accumulent, la couche de poussière devient ainsi plus épaisse.

3.3 Images synthétiques en lumière diffusée

Nous avons initié une collaboration avec François Ménard et Christophe Pinte, du Laboratoire d'Astrophysique de l'Observatoire de Grenoble, afin de confronter nos résultats à des observations de disques. Des images à haute résolution de quelques disques protoplanétaires sont disponibles dans plusieurs domaines de longueurs d'onde: le visible avec le Télescope Spatial Hubble, l'infra-rouge proche avec les télescopes au sol équipés d'optique adaptative ou encore le millimétrique avec les interféromètres à longue base.

Comme mentionné dans le § 3.1, la plupart des modèles cherchant à reproduire les observations font l'hypothèse d'un mélange parfait entre gaz et poussière, ce qui permet assez bien d'ajuster les images obtenues à une longueur d'onde à la fois. Par contre, un seul modèle de disque n'est pas capable de reproduire simultanément les données obtenues à plusieurs longueurs d'onde (Duchêne et al. 2003, par ex.). En effet, puisque l'opacité dans les disques est dominée par la poussière, les images en lumière diffusée ne montrent que l'extension de la distribution de poussière, la contribution majoritaire étant due à la diffusion sur les grains d'une taille de l'ordre de 0,1 à 0,5 fois la longueur d'onde. Des différences d'aspect dans des images de disques prises à plusieurs longueurs d'ondes impliquent donc des distributions distinctes pour les diverses tailles de particules. En particulier, Duchêne et al. (2004) montrent qu'une dépendance de la taille maximale des grains avec la hauteur au-dessus du plan médian est nécessaire pour expliquer les images du disque de GG Tau.

Les images de disques obtenues dans le visible et l'infra-rouge proche, à des longueurs d'onde de quelques dixièmes de μm à quelques μm , montrent la lumière diffusée principalement par des grains de tailles du même ordre de grandeur ou un peu inférieures. Nos

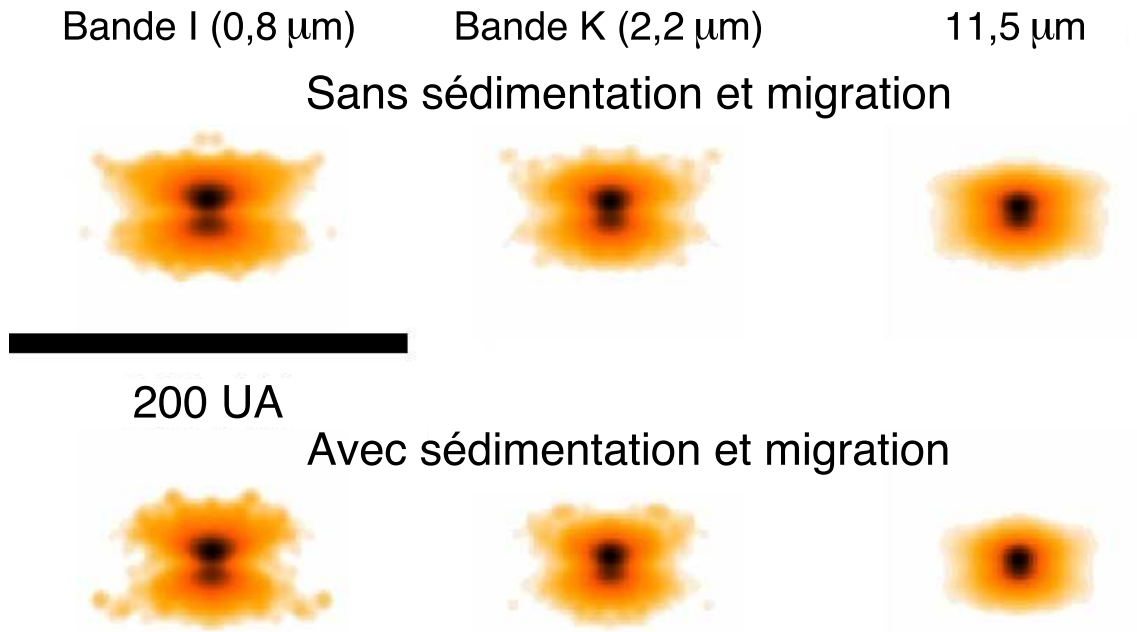


Figure 3.3: Images synthétiques d'un disque vu par la tranche à trois longueurs d'onde différentes. La sédimentation et la migration de la poussière font apparaître le disque plus petit et la bande sombre plus prononcée.

résultats présentés dans le § 3.2 établissent que pour ces tailles, les grains sont dans le régime où les plus petits collent au gaz et la sédimentation devient de plus en plus importante pour les plus gros. De plus, quand la longueur d'onde augmente, l'opacité de la poussière diminue, et la lumière diffusée provient de régions plus enfouies dans les disques. On s'attend donc à détecter des petits grains dans les couches supérieures aux courtes longueurs d'onde, et des grains plus gros, plus profondément dans le disque, à plus grande longueur d'onde.

La fig. 3.3 montre les toutes premières images issues de la collaboration avec nos collègues grenoblois. Elles ont été calculées avec une version améliorée du code Monte-Carlo de lumière diffusée FOST, développée par Pinte et al. (2005), en y introduisant les distributions de tailles de grains en chaque point du disque obtenues d'après nos simulations SPH ([A.12]). Sur les images synthétiques, la taille apparente du disque et l'épaisseur de la bande sombre ne présentent pas les mêmes variations en longueur d'onde selon que l'on tient compte de la sédimentation et de la migration de la poussière ou pas, démontrant que des observations à plusieurs longueurs d'onde peuvent contraindre les modèles de séparation de la poussière dans les disques.

Ces résultats, présentés dans ([B.12]), sont préliminaires. De nouveaux calculs sont en cours avec un échantillonnage plus fin des tailles de grains dans l'intervalle pertinent pour les observations, pour un disque dont les paramètres reproduisent celui de GG Tau. Le code de lumière diffusée permet aussi à présent de produire des cartes de l'émission thermique, que nous pourrons confronter aux observations à plus grande longueur d'onde.

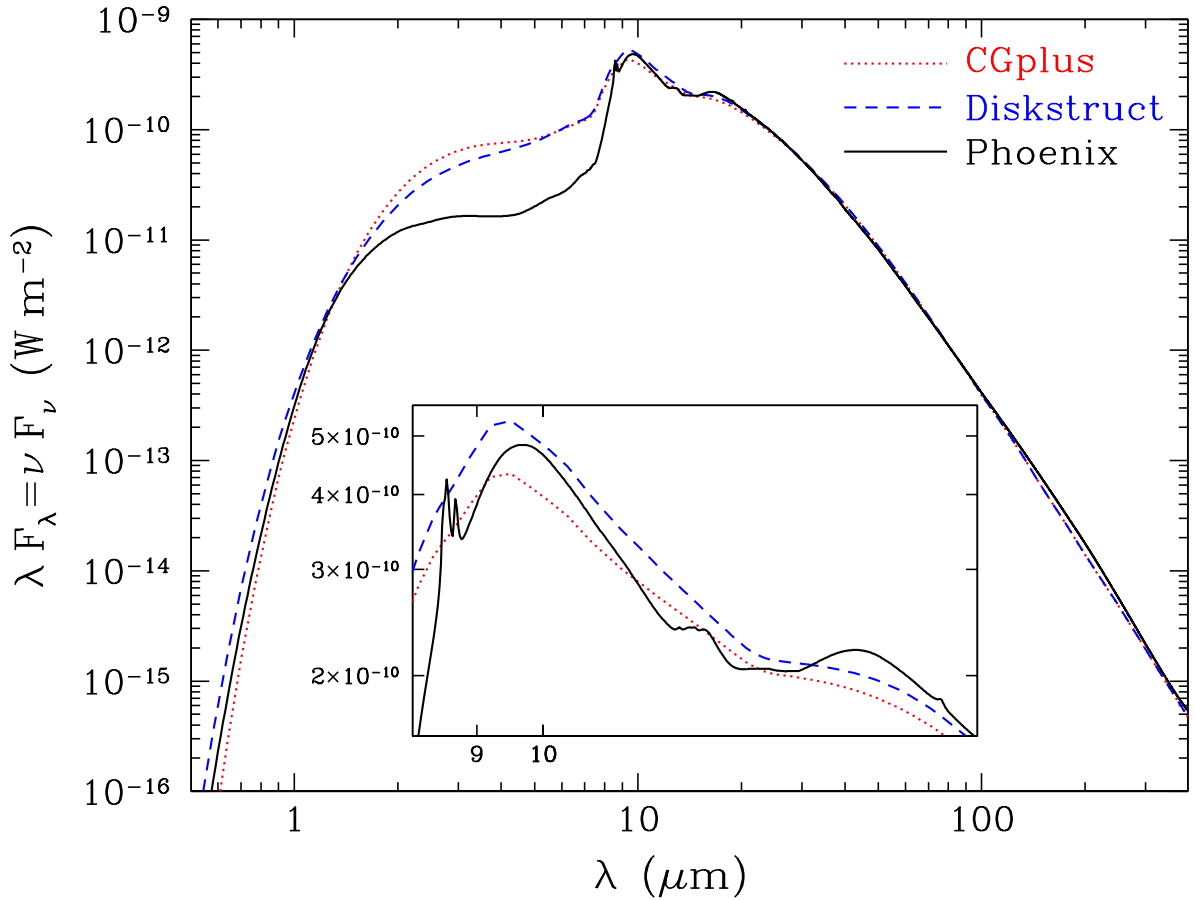


Figure 3.4: Comparaison des contributions de l’anneau situé entre 1 et 1,01 UA d’une étoile de $2 M_{\odot}$ au spectre d’un disque passif vu de face à une distance de 1 pc, calculées par les codes CGplus, Diskstruct, et Phoenix.

3.4 Distributions spectrales d’énergie

Un autre aspect de la comparaison de nos résultats du § 3.2 aux observations de disques concerne les distributions spectrales d’énergie. Nous disposons dans l’équipe d’un code de transfert radiatif, Phoenix, utilisé récemment pour le calcul de structures et de spectres d’atmosphères froides ($T_{\text{eff}} \leq 5000$ K) d’étoiles de faible masse, de naines brunes (Chabrier & Baraffe 2000; Allard et al. 2001) et de planètes extra-solaires (Barman et al. 2002). La modélisation de ces objets de plus en plus froids a rendu nécessaire l’inclusion de l’absorption de molécules, puis de grains de poussières, et enfin, pour les exoplanètes, de l’effet de l’irradiation de l’étoile parente. Phoenix nous permet donc d’étudier la structure des disques protoplanétaires, de températures similaires et où il est nécessaire de tenir compte correctement de l’opacité de la poussière, et d’en calculer la distribution spectrale d’énergie.

Le code, que j’ai adapté à la géométrie des disques, permet maintenant de coupler la résolution de l’équation de transfert et le calcul de leur structure verticale, en traitant séparément le cas de chaque anneau. Nous obtenons ainsi une solution cohérente incluant

un traitement monochromatique complet dans le cas 1D. Il permet également de tenir compte de l'irradiation des couches supérieures du disque par l'étoile centrale. Nos distributions spectrales d'énergie ont été comparées avec celles calculées par les codes CGplus (Dullemond et al. 2001) et Diskstruct (Dullemond et al. 2002) dans plusieurs cas test. En utilisant les lois d'absorption approximées généralement utilisées pour le continu dû à la poussière, les trois spectres sont en bon accord. La fig. 3.4 montre les différences obtenues lorsque nous prenons en compte le traitement détaillé des opacités de la poussière dans Phoenix.

Lorsque nous rajoutons les opacités moléculaires, du fait de notre traitement monochromatique détaillé, nos spectres montrent plus de structures, et notamment un nombre important de raies d'émission, principalement de vapeur d'eau, qui n'apparaissent pas dans les observations. Nos calculs sont effectués à l'équilibre chimique, condition certainement non réalisée dans les milieux étudiés. Nous effectuons actuellement de nouveaux calculs avec différentes hypothèses sur l'abondance réelle de vapeur d'eau afin d'apporter des contraintes sur les modèles chimiques.

La zone de faible densité dans les couches de surface des disques protoplanétaires est un domaine particulièrement intéressant pour l'utilisation de Phoenix. La plupart des études s'y consacrant utilisent le formalisme simplifié des probabilités d'échappement, couramment utilisé dans les PDRs (Photon-Dominated Regions) des nuages moléculaires, pour traiter le transfert de rayonnement. J'ai initié une collaboration avec Inga Kamp (Space Telescope Science Institute) et David Hollenbach (NASA Ames) afin de vérifier la validité de leurs approximations grâce à des calculs détaillés du transfert avec Phoenix, actuellement en cours.

3.5 Perspectives

Nous comptons appliquer nos simulations SPH au cas d'un disque contenant une planète suffisamment massive pour ouvrir un sillon. Des calculs à 2D (Paardekooper & Mellema 2004) ont montré qu'un tel sillon se forme plus facilement dans un disque de poussière, donc pour une planète de masse inférieure à ce qu'il est nécessaire pour un disque de gaz. Nous nous attendons à ce que cet effet soit amplifié dans nos simulations à 3D, du fait de l'accroissement de densité de la poussière dans le plan médian. Pour une masse encore inférieure, même sans ouvrir de sillon, une planète peut perturber suffisamment la distribution de poussières pour conduire à des effets visibles. La connaissance de la répartition spatiale des grains dans le disque permettra de prédire la signature observationnelle des concentrations de poussière dues à la présence d'une planète déjà formée.

Notre description auto-cohérente de la distribution de la poussière dans les disques protoplanétaires pose les bases de l'étude de la formation de planètes. Nous projetons dans l'étape suivante d'incorporer un traitement simultané de la croissance, coagulation et destruction des grains, nous pourrions ainsi déterminer les zones les plus favorables à la formation des planétésimaux et leur distribution dans le disque. Il s'agira ensuite de nous attaquer au problème du dépassement de la taille du mm au cm afin d'aboutir à la formation des embryons de planètes.

Dans une étape ultérieure, nous prendrons en compte l'auto-gravité dans nos simulations. Ainsi, au lieu de partir d'un disque déjà formé, nous pourrions commencer par l'effondrement d'un nuage protostellaire, et suivre la coagulation des grains de poussière dès cette phase. L'auto-gravité deviendra à nouveau importante dans les dernières phases de croissance des embryons de planètes, et permettra une description complète de leur processus de formation.

Chapitre 4

SN 1998bw/GRB 980425 - La première association entre une supernova et un sursaut γ

4.1 Contexte

Les sursauts γ sont les explosions les plus puissantes connues dans l'Univers. Ils se manifestent par de brefs flashes de rayons γ énergétiques, d'une durée allant de moins d'une seconde à plusieurs minutes, avec une distribution bimodale les divisant en sursauts courts, de moins de 2 s, et en sursauts longs, de plus de 2 s. Ils se produisent majoritairement à des distances cosmologiques, comme le montrent la mesure du décalage spectral de l'émission rémanente associée aux sursauts longs dans les longueurs d'onde X, visible, ou radio, ainsi que la répartition isotrope sur le fond du ciel des deux types de sursaut. Leurs durées apparaissent anticorrélées avec la pente (ou "dureté") de leur spectre γ , les sursauts courts étant plus "durs". Enfin, les sursauts courts et longs ont des intensités maximales comparables, l'énergie totale libérée est donc significativement différente dans les deux classes.

La compréhension des sursauts γ passe par la description de deux phases, d'une part le "moteur central", mécanisme à l'origine du sursaut, et d'autre part le jet relativiste propulsé par le moteur central, donnant naissance à l'émission prompte (sursaut γ proprement dit) et rémanente (émission de plus basse énergie suivant le sursaut). Plusieurs théories sont avancées pour le moteur central, comme par exemple une coalescence d'objets compacts, favorisée pour les sursauts courts, ou l'effondrement d'une étoile massive, préféré pour les sursauts longs. Dans tous les cas, le mécanisme conduit à la formation d'un trou noir entouré d'un disque d'accrétion et à l'éjection d'un jet de matière plus ou moins collimaté, et relativiste. Dans le cadre du modèle de la "boule de feu", la dissipation de l'énergie cinétique de cet écoulement lors de chocs internes au jet (dus à une distribution non monotone des vitesses) produit l'émission prompte. L'interaction du jet avec le milieu environnant (milieu interstellaire ou matière éjectée antérieurement par les vents du progéniteur de l'objet central) cause l'émission rémanente.



SN 1998bw in Spiral Galaxy ESO184-G82

ESO PR Photo 39a/98 (15 October 1998)

© European Southern Observatory



Figure 4.1: Image composite (V, R, et I) de SN 1998bw obtenue avec l'instrument multi-mode EMMI au New Technology Telescope (NTT) de 3,58 m de l'ESO La Silla le 4 mai 1998.

4.2 Découverte de SN 1998bw et suivi de son évolution

Ma contribution à ce sujet se situe un peu à part de mes activités habituelles de recherche. Lors de mon séjour postdoctoral à l’Observatoire Européen Austral (European Southern Observatory, ESO) au Chili, je partageais mon temps pour moitié entre des tâches de service pour le New Technology Telescope de 3,58 m, sur le site de La Silla, et mes activités de recherche dans les bureaux de Santiago. L’une de ces tâches était la réalisation, pour le compte de chercheurs extérieurs, d’observations rapides ne pouvant pas être programmées dans le cadre habituel des demandes de temps de télescope à cause de leur caractère imprévisible (programme “Targets of Opportunity”). En particulier, aussitôt après l’alerte donnée suite à la détection de sursauts en rayons X et γ par les satellites RXTE, Compton Gamma-Ray Observatory (CGRO), et BeppoSAX, j’en ai observé plusieurs fois les contreparties optiques ([C.4],[C.5],[A.7]).

Le 25 avril 1998, les satellites BeppoSAX et CGRO ont détecté un sursaut γ , GRB 980425, et une demande d’observation dans le domaine visible a été aussitôt transmise à l’ESO. Cette nuit-là, j’étais au télescope avec ma collègue Vanessa Doublier, et nous avons pris des images dans la boîte d’erreur donnée par les satellites, afin de vérifier si un des objets du champ était devenu plus brillant que dans les images de référence du Digital Sky Survey (DSS), et ainsi d’obtenir une bien meilleure précision sur la position du sursaut γ . La première image prise a montré une nouvelle étoile brillante, invisible sur les images du DSS, située sur un des bras d’une galaxie spirale vue de face, ESO184-G82 (voir fig. 4.1). Pensant immédiatement à une supernova, objet jamais observé auparavant en conjonction avec un sursaut γ , nous avons décidé d’en prendre le spectre. Quelle ne fut pas notre surprise de constater qu’il ne ressemblait à aucun spectre connu de supernova!

Nous avons alors décidé de continuer les observations de cet objet, et constitué une petite équipe parmi nos collègues de l’ESO afin de suivre son évolution à l’aide de plusieurs télescopes de La Silla. Pendant les semaines et mois qui ont suivi, nous avons obtenu des images afin de déterminer la magnitude de l’objet dans différentes couleurs, ainsi que des spectres détaillés. Les premières données ont montré une augmentation rapide de sa luminosité, et son spectre, quasiment plat et changeant d’un jour à l’autre, échappait toujours à toute classification ([C.6]). Le maximum de lumière a été atteint le 10 mai, et l’évolution de son spectre a permis de classer l’objet comme une supernova de type Ib, dénommée SN 1998bw, puis finalement comme une supernova de type Ic atypique et très lumineuse ([C.7],[A.8]). Nous avons également mesuré le décalage spectral de la galaxie hôte, la situant à la distance assez faible de 36 Mpc.

Nos observations des mois suivants ([B.7],[B.8],[A.11]) ont montré que la plupart des raies spectrales étaient déjà présentes dans les premières phases, mais à cause de la grande vitesse d’expansion, elles étaient fortement mélangées et formaient un spectre presque plat (voir fig. 4.2). Sept jours avant le maximum de lumière, la vitesse a été mesurée à $30\,000\text{ km s}^{-1}$, une valeur exceptionnellement élevée pour n’importe quel type de supernova.

La somme des données collectées indique que SN 1998bw a été le siège d’une explosion extraordinairement puissante, plus violente que dans la plupart des supernovae observées jusque là. Elle était aussi inhabituelle dans le sens où une très forte émission

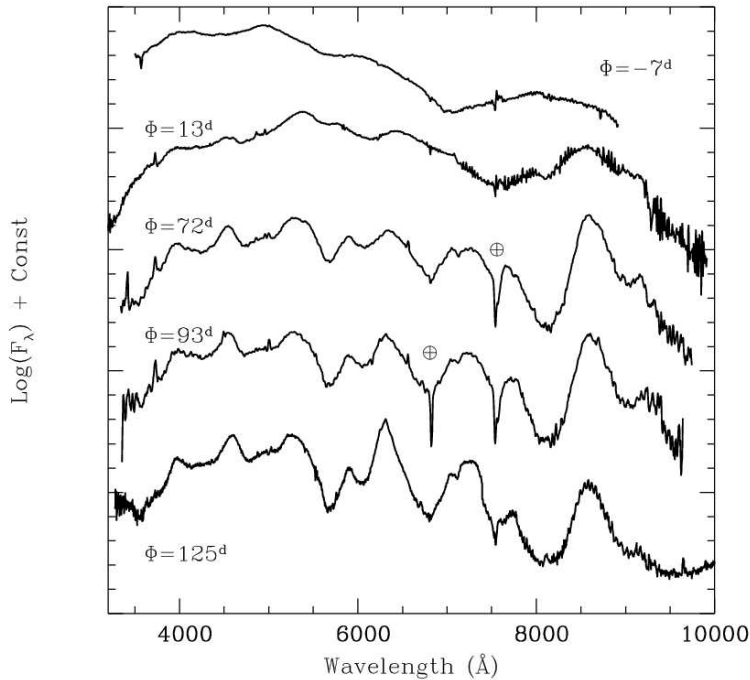


Figure 4.2: Evolution du spectre de SN1998bw de 7 jours avant le maximum de lumière à 125 jours après. Les longueurs d'onde sont corrigées pour le référentiel de la galaxie hôte.

radio a été détectée seulement quelques jours après l'explosion, alors que c'est normalement le cas après plusieurs semaines. En fait, dans le domaine radio, SN 1998bw était la supernova la plus brillante jamais observée.

4.3 Vers un modèle d'hypernova

La probabilité d'une coïncidence fortuite entre GRB 980425 et SN 1998bw est estimée à moins de 9×10^{-5} ([A.8]), il est donc raisonnable de penser que ces deux événements sont liés physiquement. Le flux γ atteint pendant le sursaut, $(3,0 \pm 0,3) \times 10^{-10} \text{ W m}^{-2}$, et sa durée, $T_{90} = 23,3 \pm 1,4 \text{ s}$, ne font pas de GRB 980425 un événement remarquable. S'il est associé à SN 1998bw, et donc relativement proche, sa luminosité maximale en γ a été de $L_{\gamma} = (5,5 \pm 0,7) \times 10^{39} \text{ W}$ et l'énergie totale rayonnée dans le domaine γ de $E_{\gamma} = (8,1 \pm 1,0) \times 10^{40} \text{ J}$, beaucoup plus faible que les valeurs atteintes par la plupart des sursauts γ , jusqu'à $\sim 10^{45} \text{ W}$ et quelques 10^{46} J respectivement. Ceci implique l'existence de plusieurs mécanismes pouvant générer des sursauts γ .

Nos collaborateurs de l'équipe de K. Iwamoto ont construit des modèles hydrodynamiques d'explosions causées par l'effondrement d'étoiles massives composées principalement de carbone et d'oxygène (ayant perdu leur enveloppe d'hydrogène et d'hélium), avec lesquels ils ont reproduit avec succès les propriétés observationnelles d'autres supernovae de type Ic (Nomoto et al. 1994; Iwamoto et al. 1994). Nos observations de la forme de la courbe de lumière et des spectres, et nos mesures des vitesses photosphériques sont

le mieux ajustées par un modèle comportant une étoile de carbone et oxygène de masse $M_{\text{CO}} = 13,8 M_{\odot}$, une énergie d'explosion $E_{\text{exp}} = 3 \times 10^{45}$ J, et une masse de ^{56}Ni synthétisé de $M_{56} = 0,7 M_{\odot}$ ([A.9]). Une étoile de carbone et oxygène de cette masse provient de l'évolution d'une étoile de séquence principale de $M \sim 40 M_{\odot}$. Pour éjecter $0,7 M_{\odot}$ de ^{56}Ni , l'explosion a dû laisser un résidu compact de $2,9 M_{\odot}$, masse supérieure à la masse maximale de stabilité des étoiles à neutrons, ce qui suggère la formation d'un trou noir.

L'énergie cinétique de la matière éjectée est plus de 10 fois supérieure à celle des autres supernovae observées, ce type d'explosion pourrait alors être qualifié d'*hypernova*. Dans ce scénario, un progéniteur massif de $M \sim 40 M_{\odot}$ possédant un moment cinétique important et un champ magnétique fort produit, par effondrement de son coeur de fer à la fin de l'évolution, un trou noir en rotation rapide. Le champ magnétique extrait alors l'énergie de rotation du trou noir qui alimente l'explosion. Avec de telles énergies, un choc relativiste peut aisément se former, conduisant ainsi à un sursaut γ .

Il est possible qu'une explosion à symétrie sphérique ne produise pas assez d'énergie dans le domaine γ , mais une explosion axisymétrique y parviendrait aisément par une éjection de matière collimatée et fortement relativiste. De tels événements ne seraient alors détectés que si l'angle avec la ligne de visée est favorable. Dans le cas de SN 1998bw, la polarisation observée était faible ($\sim 1\%$), suggérant une explosion presque sphérique, et le sursaut γ n'a probablement été observé que grâce à sa faible distance.

4.4 Etat actuel des connaissances

Depuis la découverte de SN 1998bw, le lien entre sursauts γ et supernovae (ou hypernovae), encore incertain, a été établi sans ambiguïté grâce à GRB 030329. Ce sursaut était exceptionnellement brillant, impliquant qu'il avait dû avoir lieu à une distance relativement faible. La mesure du décalage spectral de son émission rémanente a permis de le situer à 711 Mpc. Alors que l'émission rémanente s'affaiblissait, des structures faibles ont commencé à émerger du spectre, normalement plat. En soustrayant un continu basé sur la forme initiale du spectre, est apparu le spectre d'une supernova de type Ic atypique, SN 2003dh, similaire à celui de SN 1998bw. En l'espace de quelques jours, la supernova était devenue la composante dominante du spectre, montrant lui aussi des indices d'une explosion puissante, avec des vitesses d'éjection supérieures à $30\,000 \text{ km s}^{-1}$ (Hjorth et al. 2003).

La réexamination des spectres de l'émission rémanente d'un sursaut γ antérieur, GRB 021211, a aussi montré la présence d'une composante attribuée à une supernova de type Ic, normale cette fois. Enfin, les observations spectroscopiques de GRB 031203 ont révélé une composante de supernova, SN 2003lw, encore de type Ic atypique, et remarquablement semblable à SN 1998bw. La détection de la composante supernova d'un sursaut γ n'est possible que pour des événements relativement proches, ce qui explique le petit nombre connus de telles associations. Le type de ces supernovae, caractéristiques de l'absence d'hydrogène et d'hélium dans leur spectre, est en accord avec le modèle d'explosion d'une étoile massive de carbone et oxygène.

D'autres indices s'accumulent, tels que l'association des sursauts γ avec des régions

de formation d'étoiles massives dans des galaxies distantes, l'apparition de sauts dans les courbes de lumière de l'émission rémanente visible de plusieurs sursauts, réminiscent des supernovae, ou encore les raies d'éléments fraîchement synthétisés dans le spectre de quelques émissions rémanentes X. Tous tendent à prouver que les sursauts γ longs sont causés par l'effondrement gravitationnel d'étoiles massives en hypernova, conduisant à la formation d'un trou noir.

Une conclusion aussi nette quant à la cause des sursauts γ courts n'est pas encore possible puisqu'aucune émission rémanente n'a été observée.

Chapitre 5

Liste de publications

5.1 Revues à comité de lecture

- [A.1] **Gonzalez J.-F.**, Artru M.-C., 1994, “*Variations of oxygen lines in magnetic Ap stars*”, A&A, 289, 209
- [A.2] **Gonzalez J.-F.**, LeBlanc F., Artru M.-C., Michaud G., 1995, “*Improvements on radiative acceleration calculations in stellar envelopes*”, A&A, 297, 223
- [A.3] **Gonzalez J.-F.**, Artru M.-C., Michaud G., 1995, “*Radiative accelerations on carbon, nitrogen, and oxygen*”, A&A, 302, 788
- [A.4] Bohlender D. A., **Gonzalez J.-F.**, Kennelly E. J., 1996, “*The discovery of nonradial pulsation in the λ Bootis star HD 111604*”, A&A, 307, L9
- [A.5] François P., Spite M., Gillet D., **Gonzalez J.-F.**, Spite F., 1996, “*Accurate determination of the projected rotational velocity of 51 Peg*”, A&A, 310, L13
- [A.6] **Gonzalez J.-F.**, Stehlé C., Artru M.-C., Massacrier G., 1998, “*Line profiles of H-like ions of C, N, and O in stellar plasmas*”, A&A, 330, 1120
- [A.7] Groot P. J., Galama T. J., Vreeswijk P. M., Wijers R. A. M. J., Pian E., Palazzi E., van Paradijs J., Kouveliotou C., in’t Zand J. J. M., Heise J., Robinson C., Tanvir N., Lidman C., Tinney C., Keane M., Briggs M., Hurley K., **Gonzalez J.-F.**, Hall P., Smith M. G., Covarrubias R., Jonker P., Casares J., Frontera F., Feroci M., Piro L., Costa E., Smith R., Jones B., Windridge D., Bland-Hawthorn J., Veilleux S., Garcia M., Brown W. R., Stanek K. Z., Castro-Tirado A. J., Gorosabel J., Greiner J., Jäger K., Böhm A. B., Fricke K. J., 1998, “*The Rapid Decay of the Optical Emission from GRB 980326 and Its Possible Implications*”, ApJ, 502, L123
- [A.8] Galama T. J., Vreeswijk P. M., van Paradijs J., Kouveliotou C., Augusteijn T., Bönhardt H., Brewer J. P., Doublier V., **Gonzalez J.-F.**, Leibundgut B., Lidman C., Hainaut O. R., Patat F., Heise J., in’t Zand J., Hurley K., Groot P. J., Strom R. G., Mazzali P. A., Iwamoto K., Nomoto K., Umeda H., Nakamura T., Young T. R., Suzuki T., Shigeyama T., Koshut T., Kippen M., Robinson C., de Wildt P., Wijers R. A. M. J., Tanvir N., Greiner J., Pian E., Palazzi E., Frontera F., Masetti N., Nicastro L., Feroci M., Costa E., Piro L., Peterson B. A., Tinney C., Boyle B., Cannon R., Stathakis R., Sadler E., Begam M. C., Ianna P., 1998, “*An unusual supernova in the error box of the γ -ray burst of 25 April 1998*”, Nature, 395, 670

- [A.9] Iwamoto K., Mazzali P. A., Nomoto K., Umeda H., Nakamura T., Patat F., Danziger I. J., Young T. R., Suzuki T., Shigeyama T., Augusteijn A., Doublier V., **Gonzalez J.-F.**, Bönhardt H., Brewer J. P., Hainaut O. R., Lidman C., Leibundgut B., Cappellaro E., Turatto M., Galama T. J., Vreeswijk P. M., Kouveliotou C., van Paradijs J., Pian E., Palazzi E., Frontera F., 1998, “*A hypernova model for the supernova associated with the γ -ray burst of 25 April 1998*”, *Nature*, 395, 672
- [A.10] Bohlender D. A., **Gonzalez J.-F.**, Matthews J. M., 1999, “*The incidence of nonradial pulsation in the λ Bootis stars*”, *A&A*, 350, 553
- [A.11] Patat F., Cappellaro E., Danziger J., Mazzali P. A., Sollerman J., Augusteijn A., Brewer J., Doublier V., **Gonzalez J.-F.**, Hainaut O., Lidman C., Leibundgut B., Nomoto K., Nakamura T., Spyromilio J., Rizzi L., Turatto M., Walsh J., Galama T. J., van Paradijs J., Kouveliotou C., Vreeswijk P. M., Frontera F., Masetti N., Palazzi E., Pian E., 2001, “*The metamorphosis of SN 1998bw*”, *ApJ*, 555, 900
- [A.12] Barrière-Fouchet L., **Gonzalez J.-F.**, Murray J.R., Humble R.J., Maddison S.T., 2005, “*Dust distribution in protoplanetary disks: Vertical settling and radial migration*”, *A&A*, soumis, dernières révisions avant publication (réf. AA/2004/2249)
- [A.13] Humble R.J., Maddison S.T., Murray J.R., Barrière-Fouchet L., **Gonzalez J.-F.**, 2005, “*Protoplanetary dust migration and planet formation*”, *MNRAS*, soumis
- [A.14] **Gonzalez J.-F.**, Bohlender D. A., 2005, “*Circumstellar shells of λ Bootis stars*”, en préparation

5.2 Conférences internationales

- [B.1] **Gonzalez J.-F.**, Artru M.-C., 1993, “*Variations of ultra-violet lines for C, N, and O in the Ap stars HD 18296 and HD 25823*”, in Dworetzky M. M., Castelli F., Faraggiana R. (eds.) *Peculiar versus Normal Phenomena in A-type and Related Stars*, Proc. IAU Coll. 138. ASP Conf. Ser., 44, 345
- [B.2] Artru M.-C., **Gonzalez J.-F.**, Michaud G., 1996, “*Radiative accelerations on C, N and O in stellar envelopes*”, in Tchang-Brillet W.-Ü L., Wyart J.-F., Zeppen C. J. (eds.) *Proc. 5th Int. Coll. on Atomic Spectra and Oscillator Strengths for Astrophysical and Laboratory Plasmas*, 28–31 August 1995. Pub. Obs. Paris, Meudon, p. 172
- [B.3] Babel J., Donati J.-F., **Gonzalez J.-F.**, 1996, “*Multi-element abundance imaging of the Ap star ϵ UMa*”, in Strassmeier K. G. (ed.) *Stellar Surface Structure*. Poster Proc. IAU Symp. 176, Pub. Univ. Vienna, p. 129
- [B.4] **Gonzalez J.-F.**, Bohlender D.A., Matthews J.M., Yang S., 1998, “*A spectroscopic search for nonradial pulsation in λ Boo stars*”, in Bedding T.R. (ed.) *Fundamental Stellar Properties: The Interaction Between Observation and Theory*. Poster Proc. IAU Symp. 189, Pub. Univ. Sydney, p. 132
- [B.5] Massacrier G., **Gonzalez J.-F.**, Artru M.-C., Michaud G., Richer J., LeBlanc F., 1998, “*Atomic inputs to calculate radiative forces in stellar models*”, in Proc. of Int. Conf. on Atomic and Molecular Data and Their Applications (ICAMDATA 97), Gaithersburg, 29 September – 2 October 1997. NIST-SP 926, 92

- [B.6] Bohlender D.A., **Gonzalez J.-F.**, Matthews J.M., 1998, “*The incidence of nonradial pulsation in the λ Bootis stars*”, in Proc. Workshop of the European Working Group on CP Stars, Vienna, 27–29 Oct. 1997. Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, vol. 27, no. 3, p. 449–451
- [B.7] Patat F., Augusteijn T., Böhnhardt H., Brewer J. P., Doublier V., **Gonzalez J.-F.**, Hainaut O. R., Leibundgut B., Lidman C., Walsh J., Cappellaro E., Danziger I. J., Piemonte A., Sollerman J., Turatto M., 2000, “*SN 1998bw: Four Months of Observations at ESO*”, in Cassisi S. and Mazzali P. (eds.) Future Directions of Supernova Research: Progenitors to Remnants. Assergi, Italy, 29 September – 2 October 1998. Mem. S. A. It., 71, 307
- [B.8] Danziger I. J., Augusteijn T., Brewer J., Cappellaro E., Doublier V., Galama T., **Gonzalez J.-F.**, Hainaut O., Leibundgut B., Lidman C., Mazzali P., Nomoto K., Patat F., Spyromilio J., Turatto M., van Paradijs J., Vreeswijk P. M., Walsh J., 2001, “*The First Year of Optical-IR Observations of SN1998bw*”, in Livio M., Panagia N., Sahu K. (eds.) Supernovae and Gamma-Ray Bursts: The Greatest Explosions Since the Big Bang, proceedings of the Space Telescope Science Institute Symposium, Baltimore, MD, USA, May 3–6, 1999. STScI Symposium Series, Cambridge University Press, 13, 79
- [B.9] **Gonzalez J.-F.**, Allard F., Baraffe I., Chabrier G., Hauschildt P., 2000, “*Theoretical models for substellar objects*”, in Garzón F. et al. (eds.) Euroconference on Disks, Planetesimals & Planets, ASP Conf. Ser., 219, 486
- [B.10] Barrière-Fouchet L., Humble, R. J., Maddison S. T., **Gonzalez J.-F.**, Murray J. R., 2003, “*Predicting Dust Distribution in Protoplanetary Discs*”, in Star Formation at High Angular Resolution, Poster Proc. IAU Symp. 221, Sydney, 22–25 July 2003. http://www.phys.unsw.edu.au/iau221/poster_prec.htm
- [B.11] Barrière-Fouchet L., **Gonzalez J.-F.**, Humble, R. J., Maddison S. T., Murray J. R., 2004, “*Predicting Dust Distribution in Protoplanetary Discs*”, in Extra-Solar Planets, Today & Tomorrow, XIXth IAP Colloquium, Paris, 30 June – 4 July 2003. ASP Conf. Ser., 321, 319
- [B.12] Barrière-Fouchet L., Pinte C., Ménard F., **Gonzalez J.-F.**, Maddison S.T., 2004, “*Towards measuring dust settling in protoplanetary disks*”, SF2A-2004: Semaine de l’Astrophysique Française, meeting held in Paris, France, June 14–18, 2004, Eds.: F. Combes, D. Barret, T. Contini, F. Meynadier and L. Pagani, EdP-Sciences, Conf. Ser., 63

5.3 Autres publications

- [C.1] Thèse de Doctorat: “*Accélération radiatives et inhomogénéités d’abondance des éléments C, N, O dans les atmosphères et enveloppes d’étoiles A et F*”, Université Claude Bernard – Lyon I, soutenue le 14 Octobre 1994 devant le jury composé de Georges Alecian, Marie-Christine Artru, Jacques Bergeat, Georges Michaud, Guy Pelletier, Françoise Praderie, et Claude Zeppen.
- [C.2] Bohlender D. A., **Gonzalez J.-F.**, Kennelly E. J., 1996, “*The discovery of nonradial*

- pulsation in the λ Bootis star HD 111604*”, JRASC, 90, 319
- [C.3] Castro-Tirado A. J., Ilovaisky S., Pedersen H., **Gonzalez J.-F.**, Pizarro M., Miranda J., Böhnhardt H., 1997, “*GS 1354-64*”, IAU Circ. 6775
- [C.4] Corbel S., Hannikainen D., **Gonzalez J.-F.**, Hainaut O. R., 1998, “*QX Normae*”, IAU Circ. 6824
- [C.5] Groot P. J., Vreeswijk P. M., Pian E., Palazzi E., Tinney C., Keane M., **Gonzalez J.-F.**, 1998, “*GRB 980326*”, IAU Circ. 6852
- [C.6] Galama T. J., Vreeswijk P. M., Pian E., Frontera F., Doublier V., **Gonzalez J.-F.**, Lidman C., Augusteijn T., Hainaut O. R., Böhnhardt H., Patat F., Leibundgut B., 1998, “*GRB 980425*”, IAU Circ. 6895
- [C.7] Patat F., Piemonte A., and the ESO team, 1998, “*Supernova 1998bw in ESO 184-G82*”, IAU Circ. 7017
- [C.8] **Gonzalez J.-F.**, 2001, “*Inhomogénéités d’abondance dans les étoiles Ap*”, in Catala C. and Zahn J.-P. (eds.) *Physique et Modélisation des Atmosphères Stellaires*, compte-rendu de la 9ème école thématique de Structure Interne d’Aussois, octobre 1999, p. 123

5.4 Autres références citées dans le texte

- Allard, F., Hauschildt, P. H., Alexander, D. R., Tamanai, A., & Schweitzer, A. 2001, ApJ, 556, 357
- Barman, T. S., Hauschildt, P. H., Schweitzer, A., et al. 2002, ApJ, 569, L51
- Chabrier, G. & Baraffe, I. 2000, ARA&A, 38, 339
- Charbonneau, P. 1993, ApJ, 417, 762
- Chiang, E. I. & Goldreich, P. 1997, ApJ, 490, 368
- Chiang, E. I., Joungh, M. K., Creech-Eakman, M. J., et al. 2001, ApJ, 547, 1077
- Cowan, R. D. 1981, *The theory of atomic structure and spectra* (Los Alamos Series in Basic and Applied Sciences, Berkeley: University of California Press)
- Duchêne, G., McCabe, C., Ghez, A. M., & Macintosh, B. A. 2004, ApJ, 606, 969
- Duchêne, G., Ménard, F., Stapelfeldt, K., & Duvert, G. 2003, A&A, 400, 559
- Dullemond, C. P. & Dominik, C. 2004, A&A, 421, 1075
- Dullemond, C. P., Dominik, C., & Natta, A. 2001, ApJ, 560, 957
- Dullemond, C. P., van Zadelhoff, G. J., & Natta, A. 2002, A&A, 389, 464
- Faraggiana, R., Bonifacio, P., Caffau, E., Gerbaldi, M., & Nonino, M. 2004, A&A, 425, 615

- Friel, E. D. & Boesgaard, A. M. 1990, *ApJ*, 351, 480
- Garaud, P., Barrière-Fouchet, L., & Lin, D. N. C. 2004, *ApJ*, 603, 292
- Hjorth, J., Sollerman, J., Møller, P., et al. 2003, *Nat*, 423, 847
- Iwamoto, K., Nomoto, K., Hoflich, P., et al. 1994, *ApJ*, 437, L115
- Kamp, I. & Paunzen, E. 2002, *MNRAS*, 335, L45
- Lallement, R., Welsh, B. Y., Vergely, J. L., Crifo, F., & Sfeir, D. 2003, *A&A*, 411, 447
- Meeus, G., Sterzik, M., Bouwman, J., & Natta, A. 2003, *A&A*, 409, L25
- Michaud, G. 1970, *ApJ*, 160, 641
- Michaud, G., Charland, Y., Vauclair, S., & Vauclair, G. 1976, *ApJ*, 210, 447
- Murray, J. R. 1996, *MNRAS*, 279, 402
- Nomoto, K., Yamaoka, H., Pols, O. R., et al. 1994, *Nat*, 371, 227
- Paardekooper, S.-J. & Mellema, G. 2004, *A&A*, 425, L9
- Pinte, C., Ménard, F., & Duchêne, G. 2005, soumis à *A&A*
- Redfield, S. & Linsky, J. L. 2001, communication privée
- Richer, J., Michaud, G., Rogers, F. J., et al. 1998, *ApJ*, 492, 833
- Richer, J., Michaud, G., & Turcotte, S. 2000, *ApJ*, 529, 338
- Roby, S. W. & Lambert, D. L. 1990, *ApJS*, 73, 67
- Seaton, M. J., Yan, Y., Mihalas, D., & Pradhan, A. K. 1994, *MNRAS*, 266, 805
- Stehlé, C. 1996, *A&A*, 305, 677
- Turcotte, S. & Charbonneau, P. 1993, *ApJ*, 413, 376
- Turcotte, S., Richer, J., & Michaud, G. 1998a, *ApJ*, 504, 559
- Turcotte, S., Richer, J., Michaud, G., Iglesias, C. A., & Rogers, F. J. 1998b, *ApJ*, 504, 539
- Venn, K. A. & Lambert, D. L. 1990, *ApJ*, 363, 234
- Weidenschilling, S. J. 1977, *MNRAS*, 180, 57

Chapitre 6

Activités d'enseignement

6.1 Enseignement

J'ai commencé à enseigner la Physique et l'Informatique à l'Université Claude Bernard Lyon I, ainsi qu'un module d'introduction à l'Astrophysique à l'Ecole Normale Supérieure de Lyon. Progressivement, l'Astrophysique a occupé une part de plus en plus importante dans mon enseignement, jusqu'à en constituer l'intégralité à l'heure actuelle.

L'équipe enseignante du CRAL a décidé de moderniser les options d'Astrophysique présentes dans les cursus de l'UCBL et d'étoffer l'offre de formation par la création de nouveaux cours. Nous avons mis en place en 1999–2000 une option Astrophysique commune aux trois DEA de l'Ecole Doctorale de Physique et Astrophysique de Lyon, comportant deux cours: “Physique Stellaire”, que j'enseignais, et “Dynamique Galactique”.

La même année, nous avons également démarré la création d'un cours d'Astrophysique en ligne sur plusieurs niveaux, utilisant les TICE, en commençant par le niveau DEUG 2. Ce cours a été mis en service en septembre 2000, le premier de ce genre à l'UCBL. Il a ensuite été amélioré et étoffé en tenant compte des enseignements tirés de l'expérience. En 2001–2002, nous avons démarré la création du deuxième niveau. L'année suivante, nous nous sommes associés au Campus Numérique National “Astrophysique sur mesure” pour la création d'un module de Maîtrise.

En 2003-2004, nous avons créé un module “Sciences de l'Univers” pour l'année de L1, première à appliquer la réforme LMD. Ce module traditionnel (cours en amphitheâtre et TDs) est destiné à un large public et a pour but d'attirer les étudiants vers la Physique et l'Astrophysique.

Parallèlement, afin de préparer la fin de la mise en place de la réforme LMD, l'option Astrophysique de DEA a été étoffée et est devenue une filière à part entière dans les DEA, avec quatre cours: “Cosmologie”, “Astroparticules”, “Systèmes gravitationnels”, et “Objets compacts: des naines blanches aux trous noirs”.

Enfin, en 2004-2005, le système LMD est complètement en place, et des cours d'Astrophysique sont disponibles à tous les niveaux à l'UCBL: l'UE “Sciences de l'Univers” en L1, le premier niveau du cours en ligne “Astrophysique pour la Licence” en L2 et L3, et le deuxième niveau “Astrophysique pour le Master” en M1. Le cours d'introduction à l'Astrophysique de l'ENSL est toujours présent, maintenant en M1. La filière Astro-

physique est devenue une spécialité commune aux Masters des deux établissements, avec ses quatre cours de M2. J'assume la responsabilité de la spécialité Astrophysique, ainsi que des cours d'Astrophysique de niveau M1 à l'UCBL et à l'ENSL.

La liste complète des enseignements que j'ai assurés depuis mon recrutement comme Maître de Conférences à l'UCBL est donnée ci-dessous:

- 1998–1999
 - ▷ UCBL, Filière 15: Cours/TD intégrés de Physique, 20h
 - ▷ UCBL, DEUG 1 Filière 2: TD d'Informatique, 20h
 - ▷ UCBL, DEUG 1 Filière 3: Informatique, 12,5h de TD et 10h de TP
 - ▷ ENSL, Maîtrise de Physique, Magistère des Sciences de la Matière: Introduction à l'Astrophysique, 20h de cours et 30h de TD
- 1999–2000
 - ▷ UCBL, Filière 15: Cours/TD intégrés de Physique, 22h
 - ▷ UCBL, DEUG 1 SM, MIAS, et STI: TP de Physique, 27h
 - ▷ UCBL, DEUG 1 SM, MIAS, et STI: Informatique, 6h de cours et 36h de TP
 - ▷ UCBL/CRAL: participation à la création d'un enseignement d'Astrophysique utilisant les TICE, 60h TD
 - ▷ ENSL, Maîtrise de Physique, Magistère des Sciences de la Matière: Introduction à l'Astrophysique, 20h de cours et 20h de TD
 - ▷ UCBL/ENSL, option commune aux 3 DEA de l'Ecole Doctorale de Physique et Astrophysique de Lyon: Physique Stellaire, 16h de cours
- 2000–2001
 - ▷ UCBL, Filière 15: Cours/TD intégrés de Physique, 22h
 - ▷ UCBL, DEUG 1 SM, MIAS, et STI: TP de Physique, 37h
 - ▷ UCBL, DEUG 2: Astrophysique, 9h de cours et 45h de TP
 - ▷ UCBL/CRAL: participation à la création d'un enseignement d'Astrophysique utilisant les TICE, 60h TD
 - ▷ ENSL, Maîtrise de Physique, Magistère des Sciences de la Matière: Introduction à l'Astrophysique, 20h de cours et 20h de TD
 - ▷ UCBL/ENSL, option commune aux 3 DEA de l'Ecole Doctorale de Physique et Astrophysique de Lyon: Physique Stellaire, 16h de cours
- 2001–2002
 - ▷ UCBL, DEUG 1 SM, MIAS, et STI: TP de Physique, 31h
 - ▷ UCBL, DEUG 2: Astrophysique, 36h de TP

- ▷ UCBL/CRAL: participation à la création d'un enseignement d'Astrophysique utilisant les TICE, 60h TD
- ▷ ENSL, Maîtrise de Physique, Magistère des Sciences de la Matière: Introduction à l'Astrophysique, 20h de cours et 20h de TD
- ▷ UCBL/ENSL, option commune aux 3 DEA de l'Ecole Doctorale de Physique et Astrophysique de Lyon: Physique Stellaire, 16h de cours
- 2002–2003
 - ▷ UCBL, DEUG 1 SM, MIAS, et STI: TP de Physique, 32h
 - ▷ UCBL, DEUG 2: Astrophysique, 30h de TP
 - ▷ UCBL/CRAL/Campus Numérique National: participation à la création d'un enseignement d'Astrophysique utilisant les TICE, 64h TD
 - ▷ ENSL, Maîtrise de Physique, Magistère des Sciences de la Matière: Introduction à l'Astrophysique, 20h de cours et 20h de TD
 - ▷ UCBL/ENSL, option commune aux 3 DEA de l'Ecole Doctorale de Physique et Astrophysique de Lyon: Physique Stellaire, 16h de cours
- 2003–2004
 - ▷ UCBL, L1: Sciences de l'Univers, 10,5h de cours, 21h de TD, et 7h de TP
 - ▷ UCBL, DEUG 2: Astrophysique, 45 de TP
 - ▷ UCBL/CRAL/Campus Numérique National: participation à la création d'un enseignement d'Astrophysique utilisant les TICE, 30h TD
 - ▷ ENSL, Maîtrise de Physique, Magistère des Sciences de la Matière: Introduction à l'Astrophysique, 20h de cours et 20h de TD
 - ▷ UCBL/ENSL, filière Astrophysique commune aux 3 DEA de l'Ecole Doctorale de Physique et Astrophysique de Lyon: "Objets compacts: des naines blanches aux trous noirs", 15h de cours
- 2004–2005
 - ▷ UCBL, L1: Sciences de l'Univers, 9h de cours et 3h de TP
 - ▷ UCBL, M1, Master de Physique et Technologie: Astrophysique, 18h de cours TICE
 - ▷ ENSL, M1, Master des Sciences de la Matière: Introduction à l'Astrophysique, 20h de cours et 20h de TD
 - ▷ UCBL/ENSL, M2, spécialité Astrophysique commune au Master de Physique et Technologie de l'UCBL et au Master des Sciences de la Matière de l'ENSL: "Objets compacts: des naines blanches aux trous noirs", 20h de cours
 - ▷ UCBL: Prime de Responsabilité Pédagogique pour la spécialité Astrophysique: 39h TD

- ▷ Planétarium de Vaulx-en-Velin (convention avec l'UCBL): création de modules muséologiques et spectacles: 50h TD

6.2 Encadrement de travaux de recherche

- Frédéric Perrot, stage de Maîtrise, Mai-Juin 2000
“Abondances des lanthanides dans les étoiles Ap magnétiques”
- Laure Barrière, stage de DEA, Avril-Juin 2001
“Disques d'accrétion des binaires compactes”
- Laure Barrière, thèse de Doctorat, 2001-2005
“Interaction gaz-poussière dans les disques protoplanétaires”

Chapitre 7

Divers

7.1 Activités administratives

- Membre du conseil de laboratoire du CRAL depuis 1999
- Membre du conseil de l'OSU (Observatoire des Sciences de l'Univers) du CRAL depuis 2004
- Membre titulaire de la commission de spécialistes de la 34ème section de l'Université Claude Bernard Lyon 1 depuis 2001
- Membre suppléant de la commission de spécialistes des Sciences de la Terre et de l'Univers (34ème, 35ème, et 36ème sections) de l'École Normale Supérieure de Lyon depuis 2001
- Membre du Scientific Advisory Council du Télescope Canada-France-Hawaii à partir du printemps 2005
- Membre du Comité d'Allocation de Temps du Télescope Canada-France-Hawaii à partir de l'automne 2005

7.2 Bourses et contrats de recherche

- Opération “coup de pouce” pour jeunes chercheurs (Mission Scientifique Universitaire, MENRT), 1999: 30 kF
- Programme National de Physique Stellaire (Institut National des Sciences de l'Univers, CNRS)
 - ▷ 2001: co-participant, 45 kF
 - ▷ 2002: co-participant, 8 k€
 - ▷ 2003: co-participant, 6 k€
 - ▷ 2004: responsable, 5 k€

- ▷ 2005: responsable, 6 k€
- United Kingdom Astrophysical Fluid Facility, Leicester (financement Union Européenne, 5^{ème} PCRD), 2001
 - ▷ attribution de 2000 h CPU sur superordinateur SGI Origin 3800
 - ▷ frais de voyage et de séjour pour deux missions
- Programme International de Coopération Scientifique France-Australie (Ministère des Affaires Étrangère)
 - ▷ 2003: 1,2 k€
 - ▷ 2004: 1,5 k€
- Centre Informatique National de l'Enseignement Supérieur, Montpellier
 - ▷ 2003: attribution de 5000 h CPU sur superordinateur SGI Origin 3800
 - ▷ 2004: attribution de 5000 h CPU sur superordinateur SGI Origin 3800
 - ▷ 2005: attribution de 3000 h CPU sur superordinateur IBM SP4

7.3 Missions d'observations

- Février 1990: 8 nuits sur le 1,52m de l'Observatoire de Haute-Provence (OHP)
Variations spectrales de l'étoile Ap magnétique 53 Cam
- Juillet 1992: 6 nuits sur le 1,52m de l'OHP
Variations des raies de carbone, azote et oxygène dans les étoiles Ap magnétiques
- Décembre 1992: 8 nuits sur le 1,52m de l'OHP
Variations des raies de carbone, azote et oxygène dans les étoiles Ap magnétiques
- Janvier 1993: 3 demi-shifts sur le satellite International Ultraviolet Explorer (IUE)
Variations des raies de carbone, azote et oxygène dans les étoiles Ap magnétiques
- Avril 1993: 6 nuits sur le 1,4m CAT de l'European Southern Observatory (ESO), La Silla, Chili
Abondances et répartitions de surface des éléments CNO dans les étoiles particulières
- Mai 1993: 7 nuits sur le 1,52m de l'OHP
Variations des raies de carbone, azote et oxygène dans les étoiles Ap magnétiques
- Avril 1994: 9 nuits sur le 1,52m de l'OHP
Variations des raies de carbone, azote et oxygène dans les étoiles Ap magnétiques
- Avril 1995: 9 nuits sur le 1,2m du Dominion Astrophysical Observatory (DAO), Victoria, Canada
Localisation du carbone à la surface d'étoiles Ap magnétiques

- Mars 1995: 1 nuit sur le 3,6m Canada-France-Hawaii (CFH)
Recherche de matière circumstellaire autour d'étoiles λ Boötis
- Septembre 1995: 2 nuits sur le 3,6m CFH
Recherche de matière circumstellaire autour d'étoiles λ Boötis
- Octobre 1995: 1 nuit sur le 3,6m CFH
Détermination précise de la vitesse rotationnelle projetée de l'étoile 51 Peg
- Décembre 1995: 3 nuits sur le 3,6m CFH
Abondances d'azote dans des étoiles de type F des Hyades et du groupe Ursa Major
- Mars 1996: 6 nuits sur le 3,6m CFH
Géométries des abondances de surface de carbone, azote, et oxygène dans les étoiles Ap magnétiques
- Mai 1996: 4 nuits sur le 1,93m de l'OHP
Utilisation des pulsations non-radiales pour contraindre les théories de formation des étoiles λ Boötis
- Mai 1996: 5 nuits sur le 1,2m du DAO
Utilisation des pulsations non-radiales pour contraindre les théories de formation des étoiles λ Boötis
- Décembre 1996: 2 nuits sur le 3,6m CFH
Recherche de matière circumstellaire autour d'étoiles λ Boötis
- Avril 1997: 5 nuits sur le 3,6m CFH
Géométries des abondances de surface de carbone, azote, et oxygène dans les étoiles Ap magnétiques
- Août 1997: 6 nuits sur le 1,2m du DAO
Recherche de matière circumstellaire autour d'étoiles λ Boötis
- 1998: plusieurs télescopes de l'ESO La Silla, Chili
Campagne de suivi de la supernova SN 1998bw
- Juin 1998: 1 nuit sur le 1,2m du DAO
Recherche de matière circumstellaire autour d'étoiles λ Boötis
- Septembre 1998: 5 nuits sur le 1,2m du DAO
Recherche de matière circumstellaire autour d'étoiles λ Boötis
- Mai 2000: 3 nuits sur le 1,93m de l'OHP
Abondances des lanthanides dans les étoiles Ap magnétiques
- Août 2000: 15 nuits sur le 1m MARLY de l'ESO La Silla, Chili
Observations pour la collaboration EROS2