



**HAL**  
open science

# Contribution à l'étude des populations d'étoiles chaudes à grande vitesse observées par Hipparcos

Frédéric Royer

► **To cite this version:**

Frédéric Royer. Contribution à l'étude des populations d'étoiles chaudes à grande vitesse observées par Hipparcos. Astrophysique [astro-ph]. Observatoire de Paris, 1999. Français. NNT : . tel-00003537

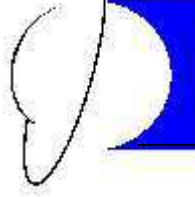
**HAL Id: tel-00003537**

**<https://theses.hal.science/tel-00003537>**

Submitted on 10 Oct 2003

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

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



---

# THÈSE DE DOCTORAT

Astronomie fondamentale, Mécanique céleste et Géodésie

présentée et soutenue publiquement à l'Observatoire de Paris le 19 mars 1999

## Contribution à l'étude des populations d'étoiles chaudes à grande vitesse observées par Hipparcos

Frédéric Royer

### Composition du jury

<i>Présidente :</i>	Nicole Capitaine	Observatoire de Paris–Meudon
<i>Rapporteurs :</i>	Pierre North	Institut d'Astronomie Université de Lausanne
	Jordi Torra	Departament d'Astronomia i Meteorologia Universitat de Barcelona
<i>Examineurs :</i>	Daniel Egret	Observatoire Astronomique de Strasbourg
	Carlos Jaschek	Salamanca
<i>Directrice de thèse :</i>	Ana Gómez	Observatoire de Paris–Meudon

Mis en page avec la classe TheseCRIN.

## Remerciements

MES premiers mots ne peuvent qu'aller à la personne qui a le plus compté, pour moi et sur moi, au cours de ces trois années, celle qui m'a accordé sa confiance et prodigué son aide tant sur le plan professionnel que personnel, celle qui a su m'insuffler son enthousiasme, sa curiosité et son engouement scientifique, ma directrice de thèse Ana Gómez.

J'exprime toute ma reconnaissance envers tous les membres de mon jury, Nicole Capitaine, Pierre North, Jordi Torra, Daniel Egret et Carlos Jaschek, à qui je sais gré pour leur tolérance toute particulière.

La grande famille du bâtiment *Hipparque* m'a accueilli et intégré pendant tout le temps qu'a duré ma thèse. Frédéric, Marie-Odile, Danielle, Françoise, Yvette, Éric, Anita, Suzanne, Misha, Marjorie, Vanessa, Laurent, Danielle, Julienne, Annie, Lucia, Jacqueline, Virginie, Annie, François & Monique, Catherine et Pierre ont tous contribué à leur manière à cette thèse. Que dire sinon leur témoigner toute ma gratitude pour tout le bonheur qu'ils m'ont apporté. Merci aussi pour le fabuleux cocktail de ma soutenance de thèse auquel tous ont participé.

Je remercie Suzanne Grenier qui m'a communiqué avec tant d'entrain une part de son savoir-faire, me guidant tel un mentor dans mes travaux de spectroscopie. Je me dois de louer Misha Haywood, qui pour sa disponibilité, ses conseils avisés, ses connaissances qu'il sait partager, représente à mes yeux et à plus d'un titre un « modèle ». Je remercie aussi profondément Xavier Luri pour sa coopération et l'aide précieuse qu'il m'a apportée pour ce travail. Je tiens à remercier de tout cœur ceux qui m'ont consacré une partie de leur temps, qu'il fût de travail de calcul ou d'observation, participant ainsi à l'élaboration de cette thèse : Rosanna Faraggiana, Michèle Gerbaldi, Jean Zorec, Robert Burnage, Jean-Luc Starck, Anne-Marie Lagrange.

C'est à Saint-Michel l'Observatoire, sous le ciel provençal, que j'ai fait mes premiers pas d'observateur. Je remercie tous les membres du personnel de l'OHP pour tout le soleil qu'ils dégagent, rendant mes missions des plus agréables.

Je suis infiniment reconnaissant envers Frédéric Arenou et Danielle Morin qui m'ont fait confiance et m'ont ainsi initié au pouvoir que donne l'accès à la racine. C'est à eux que je dois bien de mes connaissances informatiques.

Comment ne pas introduire ici ceux qui sont entrés chez moi par la « fenêtre » et ont ponctué ma vie à coup d'onomatopées et d'éclats de rire, d'émoticônes et de moments forts : ArSeN|K, AstroboY, bevan, Blair, Blastomyc, Boub, B-slap, Calmu, caro, CHaiNeSS, crazytaur, Dionea, Droude, Emphalion, Ge, goodboy\_, happy-mat, happyme, Hixx, idenoir, irib, kelkun, KennyS, Knaqua, LaNfEuSt, ll, LOAN, Mæ, Mansia, Massi007, m-a-x-x-x, Mochuda, Nephilim, Nuage, ormerry, PaQrEtTe, PiXie, sarf, schyzo, Seb, SmallAnt, spokest, Spy\_B, strat, STRiFe, Symbol, THX-1138, Tix, ViVeLaMe, Worldmast, W\_SHaRK, X-dae, XIII, Xun. À tous ceux-là, je dis merci ;) . J'exprime une dédicace spéciale pour tous les passionnés d'[#Astronomie-fr](#)<sup>1</sup> qui ont constellé mes nuits de fort agréables moments, d'aide et de soutien bienvenus.

---

1. Plus de renseignements à <http://www.moselle-est.com/astro>

Sébastien Vauthier et Andres Krapf m'ont apporté une aide bienvenue dans la conception de quelques figures et je leur témoigne toute ma reconnaissance ainsi qu'à ceux qui m'ont donné un coup de main dans le domptage de  $\LaTeX$  et **TheseCRIN**, en particulier Laurent Meillon.

Au final je remercie François, mon compagnon d'aventures, et Virginie, avec qui j'ai partagé tant d'étoiles.

Je tiens à remercier mes parents pour m'avoir permis de vivre ça.

*Aucune révélation particulière n'est possible  
si l'existence n'est pas elle-même tout entière  
un instrument de révélation.  
William Temple*



## Résumé

Cette thèse est une étude de l'origine des étoiles chaudes à grande vitesse et/ou à grande distance du plan galactique, à l'aide des données du satellite Hipparcos. L'existence de ce type d'étoiles montre une incohérence entre le temps de vie assigné par la théorie de l'évolution stellaire aux étoiles de type B et A de Population I et celui beaucoup plus long des mécanismes responsables de l'augmentation de la dispersion des vitesses.

Dans un premier temps, l'effet de la rotation stellaire sur les magnitudes absolues tirées des parallaxes trigonométriques est analysé sur un échantillon d'étoiles A normales de séquence principale. Aucune variation significative n'est observée.

Une méthode de détermination des vitesses radiales est développée pour les spectres observés avec le spectrographe Élodie (OHP). Elle permet le calcul de la vitesse radiale avec une précision de l'ordre de  $1\text{--}2\text{ km s}^{-1}$  sans limitation due au  $v \sin i$  de l'étoile observée.

Dans un second temps, un échantillon de 35 000 étoiles de type B–A–F tirées du catalogue Hipparcos est analysé. 316 étoiles à grande vitesse sont identifiées et les différentes hypothèses expliquant leur origine sont discutées. En particulier, la contribution des blue stragglers est étudiée à l'aide d'un modèle de synthèse de populations. Il est montré que les blue stragglers du disque mince représentent une source d'étoiles à grande vitesse essentiellement dans les étoiles de type précoce (B et A) alors que les blue stragglers du disque épais concourent aux étoiles de type A tardif et F.

**Mots-clés:** Étoiles chaudes, étoiles à grande vitesse, rotation stellaire, vitesses radiales, cinématique, blue stragglers

## Abstract

In this thesis work, the origin of early-type stars with high velocity and/or large distance away from the galactic plane is studied, using Hipparcos satellite data.

First, the influence of stellar rotation on absolute magnitudes computed using trigonometric parallaxes is analysed with a sample of normal main-sequence A-type stars. No significant effect is detected.

A method for radial velocity determination is developed from the spectra observed with the Élodie spectrograph (OHP). It allows the calculation of the radial velocity with a precision of about  $1\text{--}2\text{ km s}^{-1}$  without limitation due to the  $v \sin i$  of the observed star.

In a second part, a sample of 35 000 B–A–F type stars from the Hipparcos catalogue is analysed. 316 high velocity stars are identified and the various assumptions explaining their origin are discussed. In particular, the contribution of the blue stragglers is studied using a population synthesis model. It is shown that thin disc blue stragglers represent a source of high velocity stars primarily in B and early A-type stars whereas thick disc blue stragglers contribute to late A-type and F stars.

**Keywords:** Early-type stars, high velocity stars, stellar rotation, radial velocities, blue stragglers





# Table des matières

<b>INTRODUCTION GÉNÉRALE</b>	<b>1</b>
------------------------------	----------

**Partie I Les données observationnelles** **5**

<b>Chapitre 1</b>	
<b>Les données de la mission Hipparcos</b>	<b>7</b>

1.1 Le but de la mission . . . . .	7
1.2 Les produits de la mission . . . . .	8
1.3 Le diagramme H-R . . . . .	10
1.4 Utilisation du catalogue . . . . .	12

<b>Chapitre 2</b>	
<b>Magnitudes absolues et rotation stellaire</b>	<b>15</b>

2.1 Problématique . . . . .	15
2.2 Mesure d'un échantillon de $v \sin i$ . . . . .	18
2.2.1 Méthode et échantillon . . . . .	18
2.2.2 Précision . . . . .	21
2.2.3 Extension de l'échantillon . . . . .	21
2.3 Analyse: rotation et diagramme H-R . . . . .	23
2.4 Conclusion . . . . .	26

<b>Chapitre 3</b>	
<b>Détermination de vitesses radiales</b>	<b>27</b>

3.1 Méthode de mesure par corrélation croisée . . . . .	27
3.1.1 Problématique . . . . .	27
3.1.2 Spectrographe Élodie . . . . .	28
3.2 Observations spectroscopiques . . . . .	29
3.3 Traitement des spectres . . . . .	30

3.3.1	Normalisation . . . . .	31
3.3.2	Filtrage par ondelettes . . . . .	33
3.4	Calcul des vitesses radiales . . . . .	36
3.4.1	Grille des masques synthétiques . . . . .	36
3.4.2	Algorithme de calcul . . . . .	37
3.4.3	Exemple de calcul . . . . .	39
3.5	Précision de la vitesse radiale . . . . .	40
3.5.1	Appariement dans la plan $T_{\text{eff}}-v \sin i$ . . . . .	40
3.5.2	Mesures d'étoiles standard . . . . .	45
3.5.3	Estimation des erreurs . . . . .	46
3.6	Résultats : vitesses radiales des étoiles observées . . . . .	48
3.6.1	Rotateurs rapides . . . . .	50
3.6.2	Étoiles multiples . . . . .	51
3.7	Conclusion . . . . .	55

**Partie II Études des étoiles chaudes à grande vitesse 57**

<b>Chapitre 4</b>	
<b>Échantillon observé</b>	<b>59</b>

4.1	Sélection de l'échantillon . . . . .	59
4.1.1	La méthode LM . . . . .	59
4.1.2	Application aux étoiles B-A-F . . . . .	62
4.1.3	Sélection des étoiles à grande vitesse . . . . .	65
4.2	Séparation en populations . . . . .	66
4.2.1	Queues de distribution . . . . .	67
4.2.2	Disque / Halo . . . . .	70
4.2.3	Runaways . . . . .	74
4.2.4	Étoiles particulières . . . . .	77
4.3	Remarques de conclusion . . . . .	77

<b>Chapitre 5</b>	
<b>Blue Stragglers</b>	<b>81</b>

5.1	Origines diverses des blue stragglers . . . . .	81
5.1.1	Bouffées de formation plus récentes . . . . .	81
5.1.2	Mélange interne . . . . .	81
5.1.3	Transfert de masse dans des binaires . . . . .	82

5.1.4	Coalescence dans des systèmes binaires . . . . .	82
5.2	Étoiles chaudes à grande vitesse : blue stragglers? . . . . .	82
5.3	Les blue stragglers par le biais des amas ouverts . . . . .	83
5.3.1	Le catalogue d'Ahumada & Lapasset . . . . .	83
5.3.2	Séquence des blue stragglers . . . . .	84
5.4	Simulation de blue stragglers de champ . . . . .	86
5.4.1	Le modèle DASGAL-Besançon . . . . .	86
5.4.2	Paramétrisation des blue stragglers . . . . .	89
5.4.3	Génération des blue stragglers . . . . .	89
5.5	Contribution des blue stragglers aux étoiles chaudes à grande vitesse . . . . .	90
5.5.1	Blue stragglers dans le voisinage solaire . . . . .	90
5.5.2	Cinématique des différentes populations . . . . .	93
5.5.3	Étoiles à grande vitesse . . . . .	95
5.5.4	Blue stragglers du disque épais et du halo . . . . .	97

<b>Chapitre 6</b>	
<b>Discussion</b>	<b>99</b>

<b>CONCLUSIONS ET PERSPECTIVES</b>	<b>103</b>
------------------------------------	------------

<b>Annexes</b>	
----------------	--

<b>Annexe A</b>	
<b>Spectre Élodie</b>	<b>109</b>

<b>Annexe B</b>	
<b>Listes d'étoiles à grande vitesses</b>	<b>121</b>

<b>Annexe C</b>	
<b>Article paru dans Astronomy and Astrophysics</b>	<b>125</b>



# INTRODUCTION GÉNÉRALE

C'EST en 1944 que Baade introduisit le concept de populations stellaires. Le rapprochement qu'il fit entre les étoiles de notre Galaxie et celles de la galaxie d'Andromède lui permit de distinguer deux populations d'étoiles associées l'une aux étoiles du voisinage solaire (population I), l'autre aux contenus des amas globulaires (population II). Oort (1926) les avait déjà identifiées en tant qu'étoiles à faible et grande vitesse.

Depuis, le schéma s'est complexifié et la structure de la Galaxie, à la suite de grands relevés et d'études de galaxies extérieures, s'est affinée. Au voisinage solaire, on différencie trois populations : celles du disque mince, du disque épais et du halo. Ce sont les étoiles du disque mince qui prédominent en densité près du Soleil. Les différentes déterminations de la normalisation locale du disque épais conduisent à des valeurs de l'ordre de 1 % de la densité stellaire locale, jusqu'à quelques pourcents (Gilmore et al. 1989). Le halo quant à lui ne contribue qu'à la hauteur de quelques étoiles pour mille.

Plusieurs critères peuvent servir à distinguer les différents types de populations stellaires : le comportement cinématique des étoiles, leur position perpendiculairement au disque galactique, l'abondance en métaux dans leur composition chimique, leur place dans le diagramme couleur-magnitude.

Dans cette thèse, les populations stellaires sont analysées dans le côté bleu ( $B - V < 0.4$ ) du diagramme de Hertzsprung-Russell (H-R), contenant principalement les étoiles de type spectral B et A. Dans ce domaine de températures, les étoiles de la séquence principale, qui dominent en nombre, sont massives ( $\gtrsim 2 M_{\odot}$ ) et jeunes ( $\lesssim 1$  Gyr) car du fait de leur masse, elles évoluent vite vers le stade des géantes dans la partie rouge du diagramme. Elles appartiennent au disque mince. Mais comme l'illustre le diagramme couleur-magnitude de la figure 1, où est représenté l'amas globulaire M5, archétype de la population II, on trouve aussi dans ce domaine de températures la branche horizontale (BH) autour de la magnitude absolue +0.5, approximativement entre les types spectraux G0 et B2. Elle contient les étoiles RR Lyrae dans la zone traversée par la bande d'instabilité et croise la séquence principale, représentée par le diagramme des Pléiades, autour du type A0 (Figure 1). Les étoiles de la BH sont à un stade avancé de leur évolution, elles ont dépassé l'étape de géante rouge et sont en phase de combustion de l'hélium en leur cœur. La distribution des étoiles le long de la BH résulte en partie de l'abondance en métaux. Plus la métallicité est faible, plus la BH s'étend dans le bleu. Les étoiles de la branche horizontale bleue (BHB) sont donc des étoiles déficientes, de métallicité typiquement inférieure à  $-1.0$  dex.

De prime abord, la dichotomie semble simple : d'un côté des étoiles jeunes, de composition chimique solaire, suivant le mouvement de rotation de la Voie Lactée comme le fait notre étoile et de l'autre des étoiles vieilles, évoluées, de faible métallicité, appartenant à la composante sphéroïdale de la Galaxie. Mais en pensant observer les secondes grâce à certains critères (à grande vitesse et/ou loin au-dessus du plan galactique), la description est moins binaire qu'il n'y paraît.

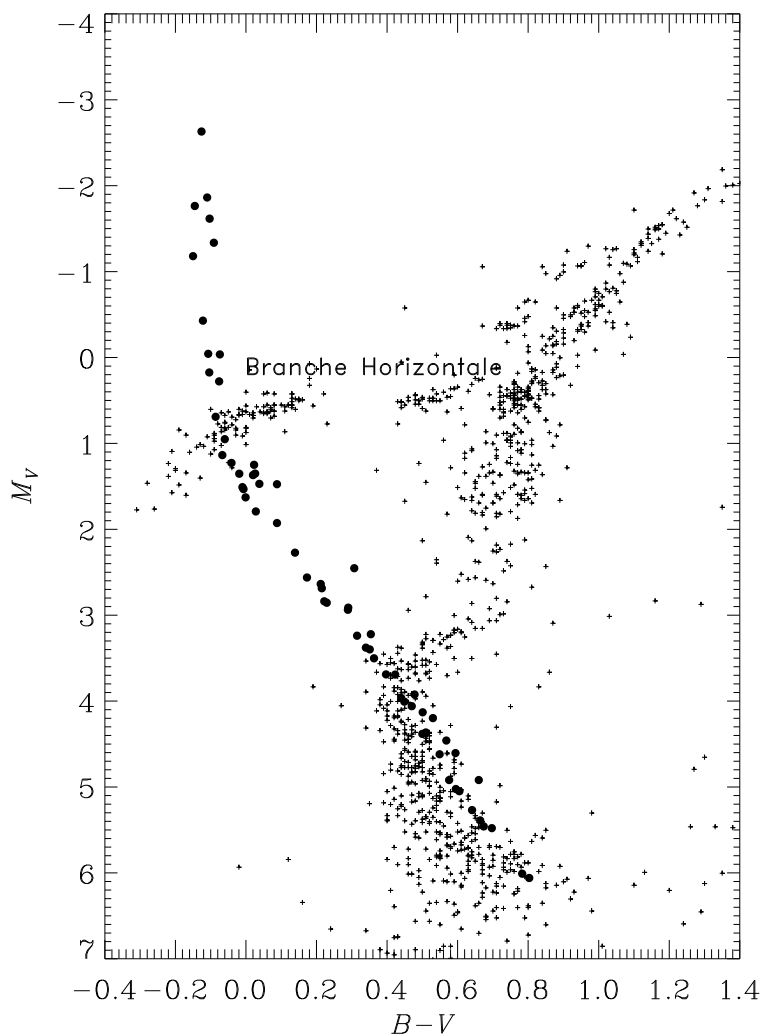


FIG. 1 - Diagrammes  $H-R$  superposés de l'amas ouvert des Pléiades (●) et de l'amas globulaire M5 (+). La séquence des Pléiades est calculée avec les données Hipparcos (Mermilliod et al. 1997) et celle de M5 vient de Philip et al. (1976) pour la photométrie individuelle et de Sandquist et al. (1996) pour le module de distance et le rougissement. La Branche Horizontale de l'amas globulaire chevauche la séquence principale représentée par les Pléiades, vers les étoiles de type A0

Parallèlement aux travaux de Baade qui faisaient naître l'étude de la structure galactique, fût entrepris le premier relevé d'étoiles bleues de faible magnitude. Humason & Zwicky, avant la seconde guerre mondiale, ont observé en particulier la région du pôle galactique nord dans le but de rechercher des naines blanches. Leurs résultats, publiés en 1947, montrent que la plupart de la trentaine de leurs étoiles devait plutôt appartenir à la population II décrite par Baade.

Par la suite, d'autres sondages, contenant plus d'étoiles, ont été menés (par exemple Feige 1958). Les données n'étaient pas précises et ces relevés ne fournissaient que des positions, couleurs et types spectraux. Les étoiles ainsi répertoriées sont pour la plupart classées dans celles de la branche horizontale. Feige identifie quelques *runaways* dans son catalogue.

Dans les années 60 furent obtenues des observations de meilleure qualité qui permirent d'éveiller les soupçons sur des étoiles à la fois jeunes et à grande vitesse. Roman (1965) mentionne que 3% de son catalogue d'étoiles à grande vitesse sont composés d'étoiles B tardives et A, sans particularité spectrale, clairement distinctes des étoiles de la BH. De même, dans la centaine d'étoiles bleues de faible magnitude que compte son relevé, Greenstein (1966) recense une poignée d'étoiles « normales » de séquence principale. Sargent & Searle (1968) ont obtenu des spectres pour 30 des étoiles listées par Feige dix ans plus tôt. Ils classifient la moitié d'entre elles comme étoiles normales, appartenant à la séquence principale. Les étoiles de type B sont

---

expliquées comme étant des *runaways*, quant aux étoiles A, Sargent & Searle ne commentent pas leur présence à des distances de plus de 1 kpc au dessus du plan galactique! Perry (1969) a étudié le potentiel gravitationnel galactique en utilisant des étoiles A sur la séquence principale en direction du pôle nord galactique. Le mouvement de son échantillon perpendiculairement au plan galactique et sa densité spatiale l'a porté à en conclure l'existence de deux groupes d'étoiles A dans cette direction: l'une avec une dispersion de vitesse  $\sigma_W = 7 \text{ km s}^{-1}$  et  $49 \text{ km s}^{-1}$  pour l'autre.

En 1971, le fait qu'il existe des étoiles jeunes très éloignées du disque galactique devint indiscutable. Rodgers montra en effet que dans son échantillon de 54 étoiles faibles, de type A, près du pôle sud galactique, près de 40 % des étoiles ont des abondances en calcium proches de celle du Soleil, et de grandes vitesses radiales et une large dispersion ( $\sigma_W = 62 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$ ) ainsi que des hauteurs élevées au-dessus du plan galactique: caractéristiques chimiques et cinématiques incompatibles selon les notions standard d'évolution galactique. Rodgers et al. (1981) ont approfondi cette étude et montré que la plupart de ces étoiles A vers le pôle sud galactique se trouvaient sur la séquence principale. L'existence de ces étoiles jeunes ayant à la fois une cinématique caractéristique d'une population vieille et une composition chimique de population intermédiaire ne correspond à rien dans les modèles standard de structure et d'évolution galactique. Rodgers et al. ont avancé que ces étoiles étaient issues de l'accrétion d'un satellite de type magellanique, se formant lors du phagocytage de la galaxie naine, ce qui expliquerait à la fois leur jeunesse, leurs vitesses et leur métallicité.

Les hypothèses susceptibles de rendre compte de ces étoiles sont de quatre types :

- ce sont effectivement des étoiles jeunes, qui ont été éjectées du disque, pour ainsi posséder de grandes vitesses et/ou une grande hauteur au dessus du plan, par les mécanismes qui expliquent les étoiles *runaways* (Blaauw 1962),
- ces étoiles sont mal identifiées et ne sont pas des étoiles jeunes de séquence principale, mais plutôt des étoiles de la BHB ou des *blue stragglers*,
- ces étoiles se sont formées hors du plan avec une grande vitesse initiale (nuages à grande vitesse),
- leur origine est externe et provient de l'accrétion de matière extragalactique.

Lance (1988b, 1988a) a repris l'étude des étoiles A vers le pôle sud et arrive à la même conclusion que Rodgers et al. (1981). Elle détermine une distribution en âge pour ces étoiles: elles sont toutes plus jeunes que 700 millions d'années, faisant indubitablement pencher la balance vers une origine liée à un événement bien caractérisé dans le temps, l'hypothèse de l'accrétion.

Stetson a amassé des données sur quelques 160 étoiles de type précoce à grande vitesse dans le voisinage solaire, initialement sélectionnées sur un diagramme de mouvement propre réduit (1981). Il trouve un excès d'étoiles jeunes à grande vitesse. Séparant l'échantillon en deux sous-groupes suivant la vitesse transverse, il trouve comme dispersion de vitesses radiales respectivement  $57 \text{ km s}^{-1}$  et  $21 \text{ km s}^{-1}$  pour les étoiles des sous-groupes à grande et faible vitesse transverse (1983). La photométrie *uvby $\beta$*  lui permet de séparer, dans son échantillon, les étoiles de branche horizontale et d'autres classes d'étoiles qu'il caractérise comme « blue straggler stars » et « turnoff stars » (1991).



Dès le départ, l'idée de population stellaire est liée à la cinématique. Fort des mouvements propres et des parallaxes trigonométriques mesurés par Hipparcos le long de son arpentage de la sphère céleste, il nous est désormais permis par le biais de ces données de jeter un œil nouveau sur la cinématique des étoiles chaudes à grande vitesse, et leur possible origine. Le statut controversé de ces étoiles va nous servir de prétexte pour transgresser la règle empirique énoncée par le philosophe Guillaume d'Occam au XIV<sup>ème</sup> siècle disant « *Entia non sunt multiplicanda praeter necessitatem* », et dont le principe est d'user d'hypothèses avec parcimonie : la pluralité ne devrait pas être présumée sans nécessité. Les étoiles à grande vitesse n'appartiennent probablement pas à une population stellaire unique et homogène, et les hypothèses à avancer pour les expliquer peuvent être d'autant plus nombreuses.

La première partie de cette thèse traite de l'acquisition et du traitement des données, essentiellement spectroscopiques et astrométriques, sur lesquelles se base cette étude. Dans le **chapitre 1**, le catalogue Hipparcos et son utilisation sont décrits. Les parallaxes qu'il contient sont fondamentales pour l'analyse qui suit, et pour pouvoir les utiliser dans leur intégralité quelle que soit leur qualité, une calibration de magnitudes absolues va être utilisée. Pour nous permettre d'employer cette méthode, une analyse de l'influence de la rotation stellaire sur les magnitudes est faite dans le **chapitre 2**. Y sont décrites la mesure d'un échantillon de  $v \sin i$  par transformée de Fourier et l'analyse d'un échantillon plus vaste contenant des données de la littérature pour tester l'incidence du  $v \sin i$  sur la position dans le diagramme H-R. Le **chapitre 3** détaille la mesure de vitesses radiales pour des étoiles observées avec le spectrographe Élodie. Une méthode de calcul des vitesses radiales par corrélation croisée avec des spectres synthétiques y est exposée ainsi que les résultats et les améliorations obtenus en ce qui concerne les spectres soumis à un élargissement rotationnel important. Ces vitesses radiales permettent d'accéder à la troisième dimension du mouvement des étoiles et de compléter les mesures astrométriques d'Hipparcos.

La seconde partie concerne l'analyse des étoiles à grande vitesse. Dans le **chapitre 4**, la méthode de calibration des magnitudes absolues permettant une redétermination des distances est passée en revue et appliquée sur un échantillon d'étoiles de type B–A–F. Les étoiles chaudes à grande vitesse y sont sélectionnées et les différentes populations qui composent l'échantillon, suivant le comportement cinématique, la position dans le diagramme de Hertzsprung-Russell et la métallicité, y sont discutées. Enfin le **chapitre 5** analyse l'hypothèse qu'une partie des étoiles chaudes à grande vitesse est composée de *blue stragglers* ayant prolongé leur temps de vie sur la séquence principale. Déjà avancée dans la littérature (Eggen 1969; Shields & Twarog 1988), cette hypothèse est ici testée dans le cadre des étoiles du disque galactique. Des *blue stragglers* de champs sont modélisés à l'aide d'un catalogue de *blue stragglers* d'amas ouverts et d'un modèle de synthèse de populations stellaires dans le but de simuler des étoiles chaudes dont la cinématique est vieillie et de valider ou non cette supposition en comparant aux données observées.

Première partie

Les données observationnelles



# Chapitre 1

## Les données de la mission Hipparcos

Au II<sup>ème</sup> siècle av. J.-C., l'astronome grec Hipparque réalise le premier catalogue d'étoiles, répertoriant positions et magnitudes pour environ un millier d'objets. De 1580 à 1597, le Danois Tycho Brahe observe les astres depuis Uraniborg avec une précision astrométrique atteignant jusqu'à 30 secondes d'arc. En juin 1997, le contenu des catalogues Hipparcos et Tycho est mis à la disposition de la communauté scientifique ...

### 1.1 Le but de la mission

Le satellite Hipparcos a été lancé en août 1989 par l'Agence Spatiale Européenne. Durant 37 mois, de novembre 1989 à mars 1993, il a collecté des données astrométriques et photométriques de grande précision. Perryman et al. (1992) donnent une description détaillée de la mission. Le but premier de cette mission était l'observation de près de 120 000 étoiles (Figure 1.1) répertoriées dans le catalogue d'entrée INCA (Turon et al. 1992; ESA 1992) qui contient pour chacune d'elles ses données astrométriques et photométriques connus à l'époque.

Situé dans l'espace, cet observatoire permet de s'affranchir des handicaps causés par l'atmosphère terrestre, ainsi que ceux liés au mouvement de la Terre et à sa pesanteur. De plus il permet, de par l'observation simultanée dans deux champs séparés de  $58^\circ$ , une réduction astrométrique globale sur la sphère céleste.

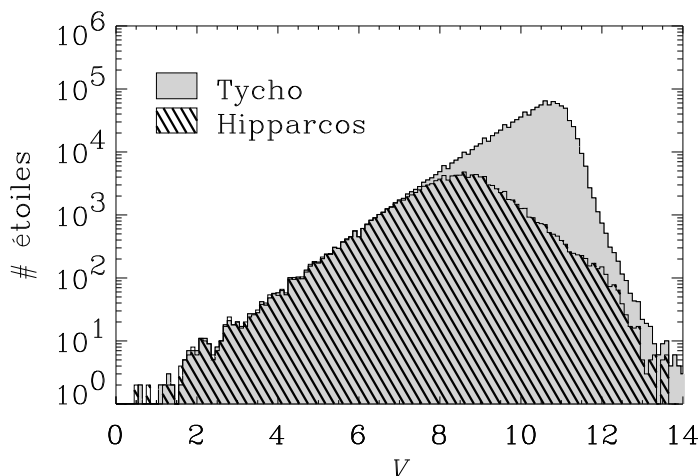


FIG. 1.1 - Distribution en magnitude  $V$  des étoiles des catalogues Hipparcos et Tycho (par intervalles de 0.1 mag). L'enveloppe linéaire de la distribution sur le côté brillant indique la magnitude de complétude de chacun des catalogues (7.3–9.0 mag pour Hipparcos et 10.5 pour Tycho)

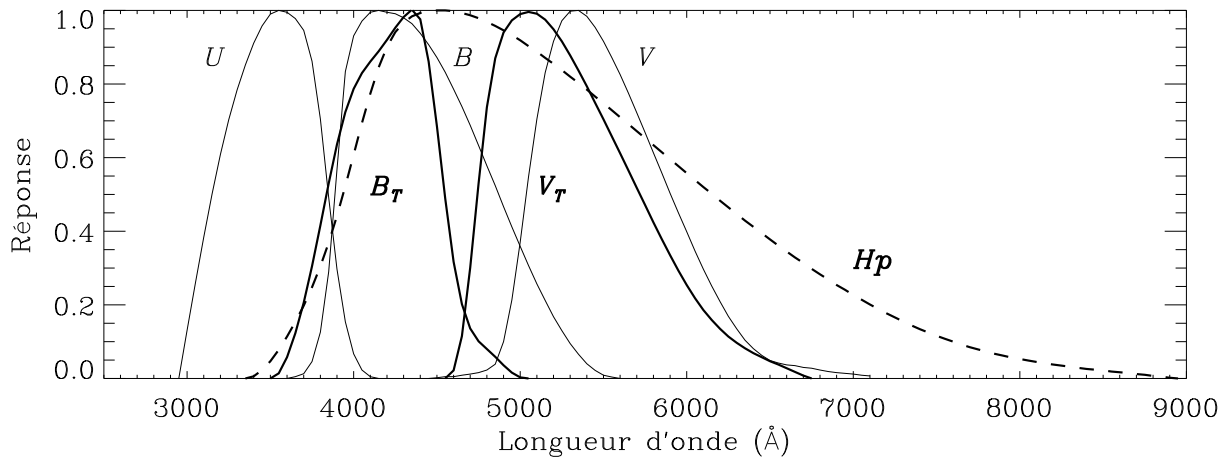


FIG. 1.2 - Le système photométrique Hipparcos  $Hp$  (tirets gras) et les bandes Tycho  $B_T V_T$  (trait plein gras), comparés aux couleurs  $UBV$  de Johnson

L'expérience Tycho est un produit dérivé de la mission principale. Décidée *a posteriori*, elle utilise complètement les informations données par le repéreur d'étoiles pour déterminer les paramètres astrométriques et photométriques de toute étoile traversant le champ (Høg et al. 1992). Plus d'un million d'astres ont été ainsi observés, avec toutefois une précision moindre que celle de la mission principale (Figure 1.1).

L'instrument principal du satellite a observé dans un système à bande large ( $Hp$ , Figure 1.2). En plus de ce filtre, la photométrie à deux bandes,  $B_T$  et  $V_T$ , proches des couleurs  $B$  et  $V$  de la photométrie Johnson (Figure 1.2), a été mesurée par l'expérience Tycho.

Le nombre d'observations par étoile était conditionné par la loi de balayage du ciel adoptée par le satellite. Il dépend principalement de la latitude écliptique de l'objet. Chaque étoile a été en moyenne observée 110 fois au cours de la mission.

## 1.2 Les produits de la mission

Les catalogues Hipparcos et Tycho (ESA 1997) sont issus de plus de quatre années de dépouillement mené séparément par différents consortia (FAST et NDAC pour les données provenant de la mission principale, TDAC pour les données du repéreur d'étoiles). Le tableau 1.1 résume les principaux résultats de ces deux catalogues qui sont respectivement détaillés par Perryman et al. (1997) et Høg et al. (1997).

La catalogue Hipparcos présente les cinq paramètres astrométriques (les deux positions  $\alpha$ ,  $\delta$ ; les deux composantes du mouvement propre  $\mu_{\alpha*} = \mu_\alpha \cos \delta$ ,  $\mu_\delta$  et la parallaxe  $\pi$ ) pour la plupart de ces numéros d'entrée. Le catalogue est complet jusqu'à la magnitude  $V = 7.9 + 1.1|\sin b|$  (dépendant de la latitude galactique  $b$ ) pour les étoiles plus précoces que le type G5 (intervalle spectral qui nous intéresse ici).

Hipparcos apporte une amélioration considérable dans la détermination des distances grâce à ses parallaxes trigonométriques absolues de haute précision (Table 1.2).

Pour près de 18 000 étoiles, Hipparcos fournit de l'information sur la multiplicité de l'objet (Lindgren et al. 1997) : de la simple suspicion d'un compagnon jusqu'aux séparations angulaires et différences de magnitude des différentes composantes.

Catalogue Hipparcos	
Nombre d'entrées	118 218
Magnitude limite	$V \sim 12.4$ mag
Complétude	$V = 7.3 - 9.0$ mag
$\sigma_\pi$ médian	1.10 mas
$\sigma_\pi$ médian ( $Hp < 9$ )	0.97 mas
$\sigma_{\mu_\alpha \cos \delta}$ médian	$1.02 \text{ mas yr}^{-1}$
$\sigma_{\mu_\alpha \cos \delta}$ médian ( $Hp < 9$ )	$0.88 \text{ mas yr}^{-1}$
$\sigma_{\mu_\delta}$ médian	$0.85 \text{ mas yr}^{-1}$
$\sigma_{\mu_\delta}$ médian ( $Hp < 9$ )	$0.74 \text{ mas yr}^{-1}$
$\sigma_{Hp}$ médian ( $Hp < 9$ )	0.0015 mag

Catalogue Tycho	
Nombre d'entrées	1 058 332
Magnitude limite	$V_T \sim 11.5$ mag
Complétude	$V_T \sim 10.5$ mag
Précision astrom. médiane	25 mas
$\sigma_{BT}$ médian	0.07 mag
$\sigma_{VT}$ médian	0.06 mag
$\sigma_{BT-VT}$ médian	0.10 mag



TAB. 1.1 - *Caractéristiques des catalogues Hipparcos et Tycho (ESA 1997)*

$Hp$	< 6	6-7	7-8	8-9	9-10	10-11	11-12	$\geq 12$
$\sigma_\pi$ médian	0.75	0.80	0.91	1.09	1.36	1.85	2.72	4.11
Nb. d'étoiles	4 556	9 381	23 679	40 729	27 913	8 563	2 501	630

TAB. 1.2 - *Erreurs médianes sur la parallaxe,  $\sigma_\pi$ , fonction de la magnitude  $Hp$*

Les mesures photométriques d'Hipparcos ont permis d'obtenir une magnitude  $V$  de Johnson (combinaison de la magnitude  $Hp$  et de données obtenues au sol) précise jusqu'à typiquement un centième de magnitude. L'indice de couleur  $B - V$  aussi a été obtenu par ce type de combinaison de mesures Hipparcos et au sol. Van Leeuwen et al. (1997) décrivent les caractéristiques photométriques du catalogue et les résultats concernant la variabilité.

Le catalogue Tycho contient les mêmes champs que ceux du catalogue Hipparcos mais pour presque neuf fois plus d'étoiles. Il est complet jusqu'à environ la magnitude 10.5. La précision des paramètres astrométriques catalogués dans Tycho est relativement moindre que celle issue de la mission principale. Ainsi Høg et al. (1997) ne recommandent pas l'utilisation des mouvements propres Tycho pour le calcul de coordonnées à une autre époque, leur précision n'étant pas suffisante pour fournir un résultat exploitable.

Quant aux parallaxes données par Tycho, on peut aisément se faire une idée de leur qualité en les comparant à celles d'Hipparcos pour les 115 067 étoiles communes aux deux catalogues pour lesquelles les deux parallaxes sont disponibles. La figure 1.3 montre à quel point les parallaxes Tycho sont peu précises par rapport à celles mesurées dans la mission principale. L'écart entre les deux sources devient très important pour les parallaxes Hipparcos inférieures à 25 mas (précision astrométrique de Tycho). Une grande proportion des parallaxes Tycho a ainsi des

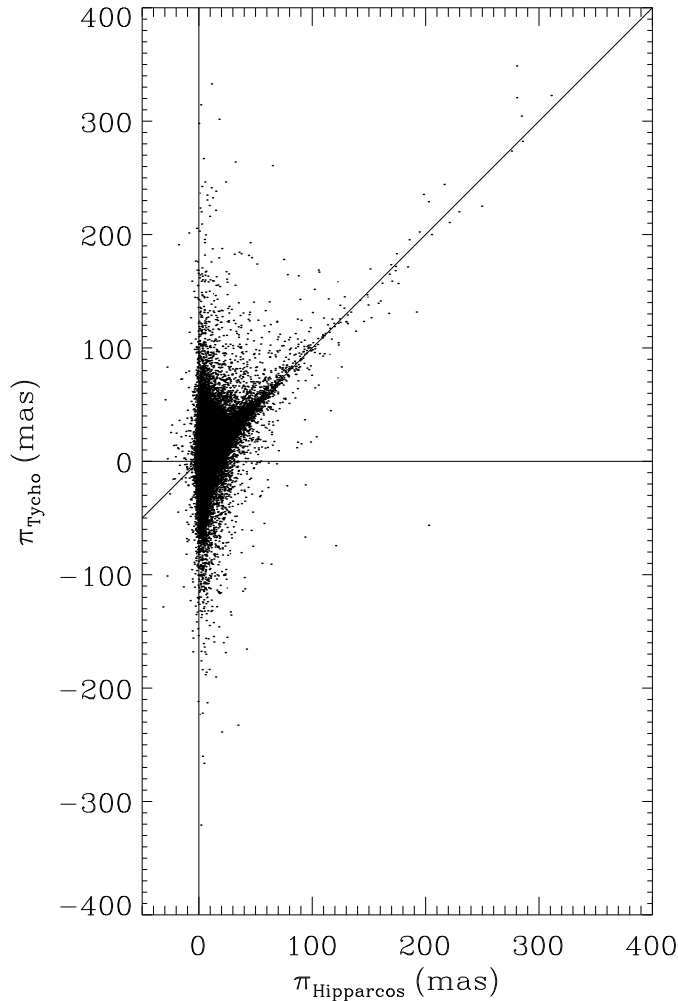


FIG. 1.3 - *Comparaison des parallaxes Hipparcos/Tycho pour les 115 067 étoiles communes aux deux catalogues. En moyenne les données suivent la première bissectrice mais on y retrouve la précision astrométrique médiane de Tycho : pour des parallaxes Hipparcos typiquement inférieures à 25 mas, les parallaxes correspondantes dans Tycho s'écartent plus en moyenne de la valeur Hipparcos et d'autant plus que les étoiles sont faibles.*

valeurs négatives. Il est donc peu prudent d'utiliser les parallaxes Tycho sans indicateur certain de leur qualité, e.g. prendre dans Tycho les étoiles plus proches que 50 pc ( $\pi > 20$  mas) revient à incorporer dans la sélection un grand nombre d'étoiles en réalité plus lointaines.

Les parallaxes Tycho sont en moyenne 8 fois moins précises que celles figurant dans le catalogue Hipparcos.

### 1.3 Le diagramme H-R

L'application immédiate des données Hipparcos est le tracé du diagramme de Hertzsprung-Russell, grâce aux mesures de magnitudes et de parallaxes permettant le calcul de la magnitude absolue (Équation 1.1). L'expression de  $M_V$  est directement issue de la loi de Pogson :

$$M_V = V + 5 + 5 \log \pi - A_V \quad (1.1)$$

où  $A_V$  représente l'absorption, et la parallaxe  $\pi$  est exprimée en secondes d'arc.

La formulation de  $\sigma_{M_V}$  est alors :

$$\sigma_{M_V} = \sqrt{\sigma_V^2 + \left(5 \log \left(1 \pm \frac{\sigma_\pi}{\pi}\right)\right)^2 + \sigma_{A_V}^2} \quad (1.2)$$

$$\approx \sqrt{\sigma_V^2 + \left(\frac{5}{\ln 10} \frac{\sigma_\pi}{\pi}\right)^2 + \sigma_{A_V}^2} \quad (1.3)$$

L'équation 1.3 est une approximation dans le cas où  $\frac{\sigma_\pi}{\pi} \ll 1$ .

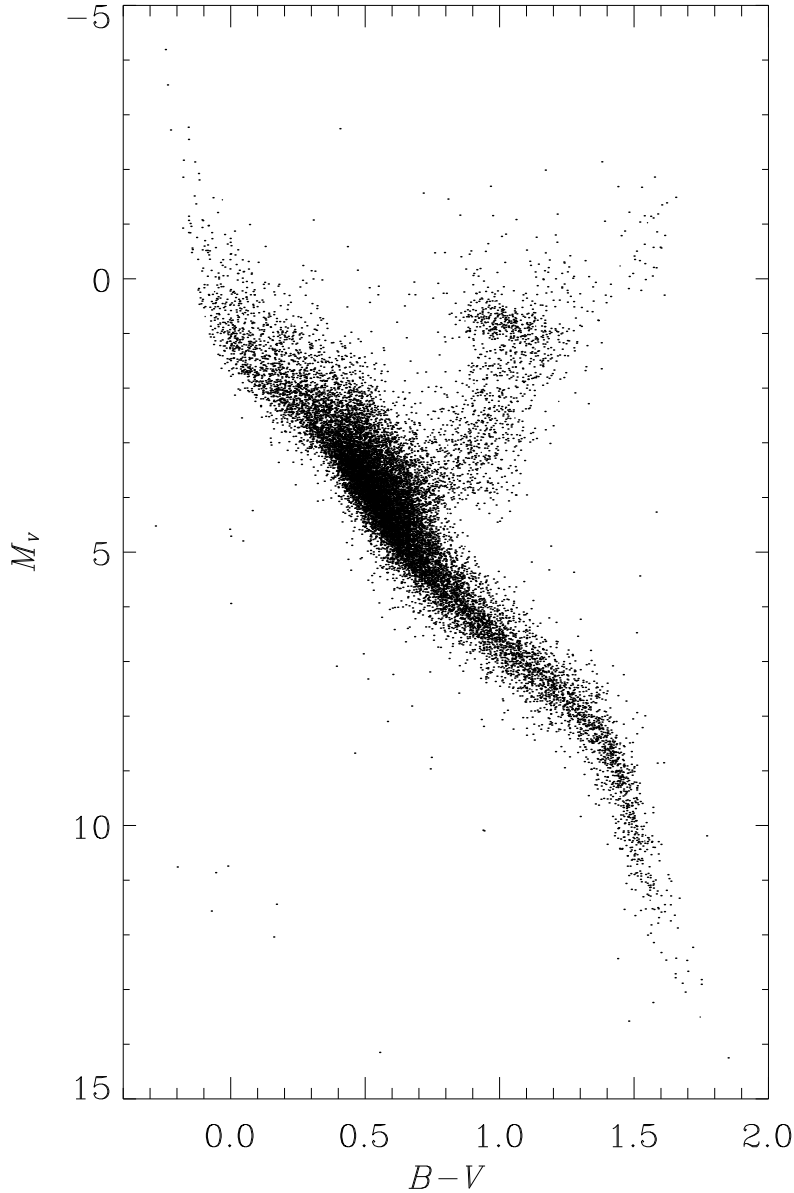


FIG. 1.4 - Diagramme H-R observationnel  $(B - V) - M_V$  pour les 18 514 étoiles avec  $\frac{\sigma_\pi}{\pi} < 0.2$ ,  $\pi > 10$  mas et  $\sigma_{B-V} < 0.025$  mag

La figure 1.4 donne le diagramme de Hertzsprung-Russell pour 18 514 étoiles du catalogue Hipparcos sélectionnées selon  $\frac{\sigma_\pi}{\pi} < 0.2$ ,  $\pi > 10$  mas et  $\sigma_{B-V} < 0.025$  mag. Perryman et al. (1995) décrivent les principaux traits de ce diagramme, basé à l'époque sur les données préliminaires sur 30 mois d'observation.



L'absorption interstellaire est très faible dans le voisinage solaire — dans une sphère d'au moins 75 pc de rayon (Perry et al. 1982). Les étoiles placées dans la Figure 1.4 étant dans une sphère de 100 pc ( $\pi > 10$  mas), leur coordonnées dans le diagramme n'ont pas été corrigées de l'absorption. En effet, en supposant une absorption moyenne de  $0.7 \text{ mag kpc}^{-1}$ , cela implique  $A_V < 0.07 \text{ mag}$ , et un rougissement  $E(B - V) < 0.02 \text{ mag}$ , ce qui peut être négligé.

Un des apports importants d'Hipparcos est que désormais, dans le diagramme H-R des étoiles du voisinage solaire, figurent des étoiles intrinsèquement lumineuses ( $M_V < +2$ ) ayant des parallaxes précises. De plus l'échantillonnage sur un volume plus étendu permet de faire apparaître quasiment tous les types d'étoiles dans ce diagramme d'étoiles de champ.

La séquence principale, regroupant les étoiles qui brûlent de l'hydrogène en leur cœur, se dessine parfaitement, allant du type spectral B5 à M5. Les étoiles intrinsèquement faibles sont peu présentes (une étoile de magnitude absolue 10 dépasse la limite de détectabilité si elle est plus éloignée que 30 pc). La largeur de la séquence, autour de 1-2 mag, reste partiellement attribuable aux erreurs sur la parallaxe (si  $\frac{\sigma_\pi}{\pi} < 0.2$ , alors  $\sigma_{M_V} \lesssim 0.4 \text{ mag}$ ) et aux incertitudes sur  $V$  et  $B - V$ , mais elle est essentiellement due à un effet évolution des étoiles et reflète la dispersion de leurs âges et leur différence en métallicité. La différence d'âge joue sur l'épaisseur intrinsèque de la séquence principale essentiellement dans la partie bleue du diagramme ( $B - V < 0.4$ ) alors que celle en composition chimique en est responsable plutôt dans la partie froide. La multiplicité des étoiles contribue aussi à cette épaisseur, les binaires non détectées pouvant être plus lumineuses de 0.75 mag. La rotation axiale des étoiles agit également sur la position des étoiles dans le diagramme couleur-magnitude.

La proéminente branche des géantes rouges apparaît très clairement dans le diagramme et s'étend à partir de l'indice de couleur  $B - V \sim 0.6$ , peuplant la partie rouge et lumineuse du diagramme. On y discerne distinctement le *clump* — groupe d'étoiles autour de  $B - V \sim 1.0$ ,  $M_V \sim 1.0 \text{ mag}$ . Ce rassemblement est attribué par Faulkner (1966) et Cannon (1970) aux étoiles en phase de combustion de l'hélium en leur centre.

## 1.4 Utilisation du catalogue

Comme le révèle l'acronyme qui compose son nom, Hipparcos (HIGH PRECISION PARALLAXES COLLECTING SATELLITE) fut principalement dévoué à arpenter les trois dimensions du voisinage solaire. À travers le catalogue Hipparcos, c'est sur les étoiles chaudes à grande vitesse que l'étude ici développée va porter. C'est principalement à partir de leur vitesse spatiale totale  $\mathcal{V}$  et/ou de leur distance au plan galactique  $z$  que ces étoiles seront sélectionnées. La vitesse spatiale totale s'écrit :

$$\mathcal{V} = \sqrt{V_r^2 + V_t^2}$$

où  $V_r$  et  $V_t$  représentent respectivement les vitesses radiale et tangentielle de l'étoile.

Les quantités  $V_t$  et  $z$  sont dérivées de la parallaxe  $\pi$  et du mouvement propre total  $\mu$  :

$$V_t = \kappa \frac{\mu}{\pi}$$

où  $\kappa = 4.740470$  est l'unité astronomique exprimée en  $\text{km yr s}^{-1}$ , le mouvement propre  $\mu$  et la parallaxe  $\pi$  sont respectivement exprimés en  $\text{mas yr}^{-1}$  et en mas, et la vitesse est en  $\text{km s}^{-1}$  ;

$$z = \frac{\sin b}{\pi}$$

où  $b$  est la latitude galactique,  $\pi$  est exprimée en mas et  $z$ , la hauteur au-dessus du plan galactique, en kpc.

Il faut prendre des précautions lorsque que l'on manipule le catalogue Hipparcos pour en extraire un sous-échantillon. En effet, ce n'est pas tant la parallaxe telle quelle qui a un intérêt que les quantités dérivées de son logarithme (magnitude absolue) ou de son inverse (distance). Comme il a été montré dans plusieurs articles (Arenou et al. 1995; Arenou et al. 1997), les erreurs aléatoires sur les parallaxes mesurées par Hipparcos peuvent être considérées comme gaussiennes. Mais une distribution gaussienne des erreurs autour d'une valeur de la parallaxe entraîne une asymétrie dans la distribution correspondante pour son inverse (Figure 1.5). À cause de cette non-linéarité avec  $\pi$ , les erreurs aléatoires sur la parallaxe produisent des biais sur les mesures dérivées de  $\frac{1}{\pi}$  (Arenou & Luri 1999). La figure 1.6 montre les distributions des erreurs relatives des parallaxes et des mouvements propres issus de mesures d'Hipparcos. On y remarque la quantité non négligeable de parallaxes entachées d'erreurs importantes. Sélectionner des étoiles en tronquant sur les erreurs associées aux parallaxes, pour s'assurer d'une meilleure qualité, créera un biais sur l'échantillon résultant.

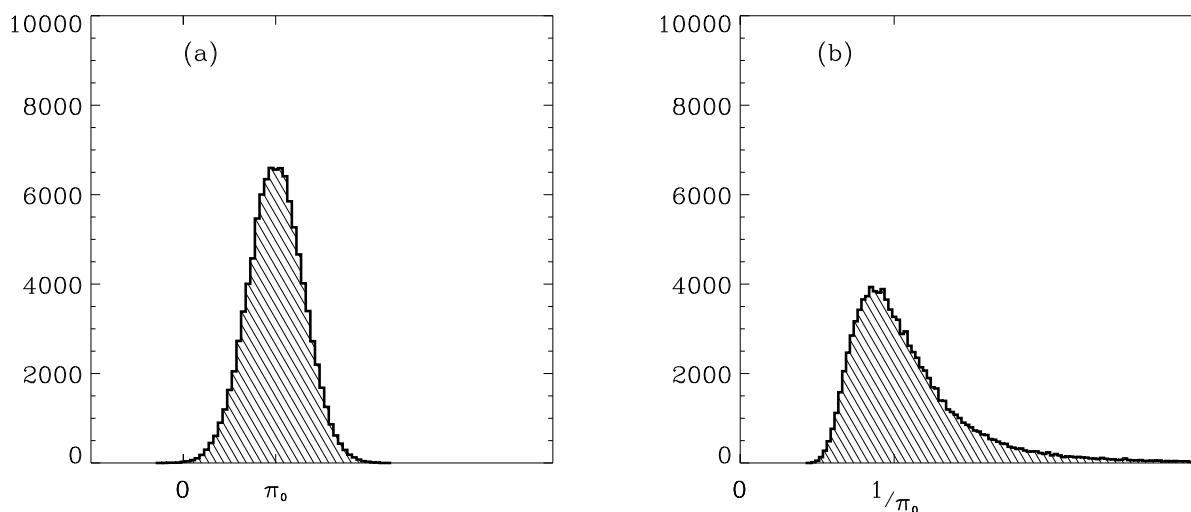


FIG. 1.5 - (a) *Distribution gaussienne de valeurs observées autour d'une valeur vraie  $\pi_0$ , avec  $\frac{\sigma_\pi}{\pi_0} = 30\%$*  (b) *Distribution des inverses, l'allure est complètement asymétrique. En moyenne l'inverse de l'observée est supérieure à l'inverse de la valeur vraie*

La barre d'erreur sur la distance dérivée de la parallaxe trigonométrique n'est pas symétrique, comme l'illustre la figure 1.5, la distance étant une transformation non linéaire de la parallaxe. L'espérance mathématique de la distribution est ainsi supérieure à la valeur réelle de la distance et la valeur de la distance déduite à partir de la parallaxe observée a tendance à être surestimée (Brown et al. 1997). Ceci est évidemment valable tout autant pour la vitesse transverse, puisque  $V_t \propto d$ . Ainsi, de mauvaises parallaxes tendront à surestimer les vitesses transverses.

Une troncature appliquée sur les parallaxes elles-mêmes engendre aussi un biais. Ce qui est généralement pratiqué, c'est de ne conserver que les parallaxes positives, puisque par essence elles doivent être strictement supérieures à zéro. Les étoiles chaudes étant intrinsèquement très lumineuses, elles sont en moyenne plus éloignées et leurs parallaxes sont petites. La table 1.3 recense les parallaxes positives et négatives par tranches de  $B - V$  pour les étoiles de type F2 et plus précoce; plus de 4% des étoiles ont des parallaxes inférieures à zéro et ne peuvent donc

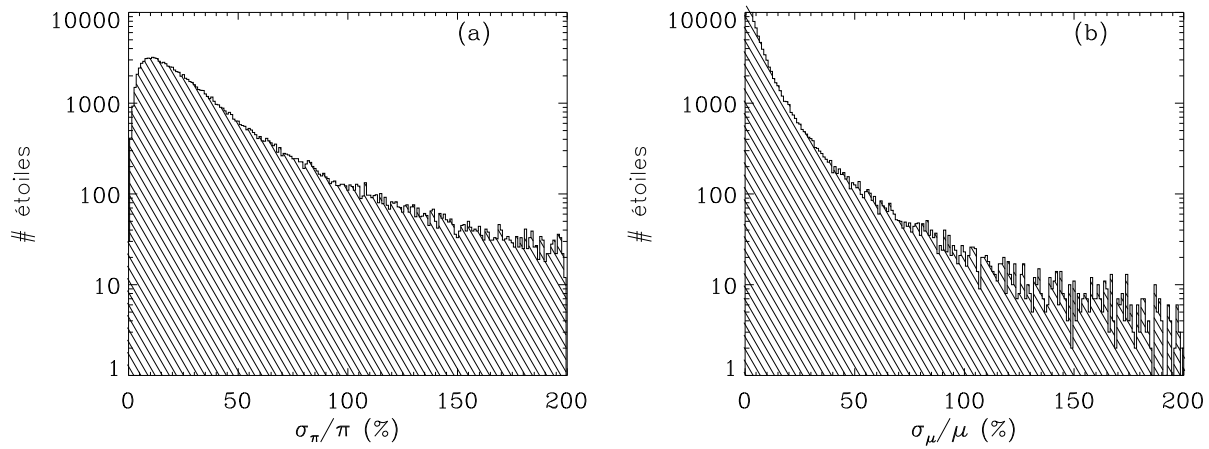


FIG. 1.6 - Distribution des erreurs relatives (nombre d'étoiles par intervalles de 1 point de pourcentage) pour 113 710 étoiles d'Hipparcos (a) Parallaxes (b) Mouvements propres

pas être utilisables directement.

	$\pi$		%neg	
	< 0	> 0		
	< -0.2	7	143	4.7
	-0.2 - -0.1	76	1461	4.9
	-0.1 - 0.0	217	5169	4.0
$B - V$	0.0 - 0.1	325	6618	4.7
	0.1 - 0.2	292	5933	4.7
	0.2 - 0.3	188	5731	3.2
	0.3 - 0.4	198	7475	2.6

TAB. 1.3 - Nombres de parallaxes positives et négatives par tranches de  $B - V$

Smith & Eichhorn (1996) ont proposé deux différentes méthodes pour estimer les distances à partir de parallaxes trigonométriques. La première est une transformation de la parallaxe observée dépendant de son erreur fournissant ainsi une parallaxe positive ; la seconde est d'attribuer des poids aux parallaxes éliminant virtuellement les valeurs proches de zéro.

On va utiliser ici une approche différente qui va tenir compte des erreurs de mesures et des biais d'échantillonnage. La méthode paramétrique développée par Luri et al. (1996) permet de faire usage de toute l'information disponible : la parallaxe si elle est mesurée (même négative), les données photométriques et cinématiques (mouvements propres et vitesses radiales). En supposant des fonctions de densités, une estimation par maximum de vraisemblance permet de trouver les paramètres optimaux correspondant à l'échantillon. On peut en tirer par la suite une estimation individuelle de la distance pour chaque étoile (La méthode LM est détaillée au §4.1.1).

# Chapitre 2

## Magnitudes absolues et rotation stellaire

Avant de calibrer la magnitude absolue des étoiles pour en tirer par la suite des estimations de distances, il convient de s'assurer quelle influence peut avoir la rotation axiale des étoiles sur leur luminosité.

Une étoile tournant sur elle-même aura (si l'on n'est pas face à son pôle) des raies élargies par la rotation par effet Doppler–Fizeau, car un bord de l'étoile s'approche de nous alors que l'autre s'éloigne. Le limbe s'approchant correspond à la portion du profil de la raie vers les longueurs d'ondes courtes et le limbe s'éloignant à la portion vers les grandes longueurs d'onde. L'élargissement des raies par effet Doppler dépend de l'angle entre l'axe de rotation et la ligne de visée. On mesure ainsi sur le spectre la projection de la vitesse équatoriale sur l'axe de visée, que l'on désigne par  $v \sin i$ .

### 2.1 Problématique

La présence de rotation au sein d'une étoile écarte celle-ci de sa symétrie sphérique, les paramètres intégrés en sont donc affectés. L'accélération centrifuge produit une baisse de la gravité effective et l'étoile se comporte alors comme un objet dont la masse serait plus faible ; de plus la rotation entraîne une déformation géométrique de l'étoile (Zorec 1992).

Dès le début de la seconde moitié du siècle (Sweet & Roy 1953) il a été montré que la rotation modifiait la luminosité d'une étoile et diminuait sa température effective, provoquant ainsi une dispersion dans le diagramme couleur–magnitude.

La figure 2.1 schématise l'effet de la rotation selon l'angle  $i$  sur une étoile placée dans le diagramme  $\log T_{\text{eff}}-M_V$ . Une étoile qui, sans rotation, se trouverait à la position  $E$  de l'isochrone  $eEe'$ , se voit déplacée en  $E_p$  si elle est vue par le pôle ( $i = 0^\circ$ ) ou bien en  $E_e$  si la ligne de visée est dans son plan équatorial ( $i = 90^\circ$ ). La relation  $E \mapsto E'$  est unique pour une masse, une inclinaison et une loi de rotation données, mais elle n'est pas bijective et tous les lieux situés entre  $e$  et  $e'$  peuvent se retrouver projetés en  $E'$  suivant la valeur de l'angle de leur axe de rotation sur la ligne de visée.

Strittmatter & Sargent (1966) ont donné le formalisme suivant pour représenter le décalage en magnitude absolue à couleur constante entre les séquences avec et sans rotation :

$$\Delta M_V = k v^2 \tag{2.1}$$

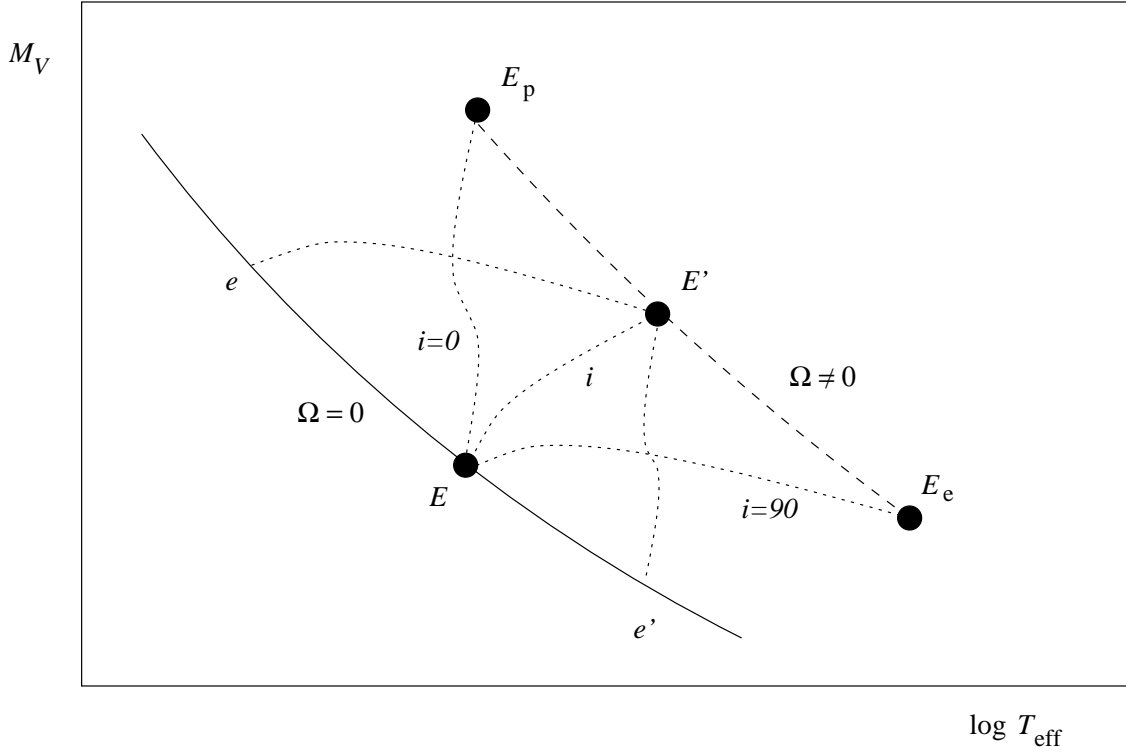


FIG. 2.1 - Vue schématique des déplacements dus à la rotation en fonction de l'angle  $i$  sur un diagramme température-magnitude (Zorec 1992)

où  $k$  est une constante qui varie selon la loi de rotation. Ici  $\Delta M_V$  ne dépend pas de la valeur de l'inclinaison  $i$ .

De même on peut écrire la relation suivante pour le décalage en indice de couleur  $B - V$  :

$$\Delta(B - V) = h (v \sin i)^2 \quad (2.2)$$

La table 2.1 résume les valeurs des constantes  $k$  et  $h$  des relations 2.1 et 2.2 trouvées par la théorie ou les observations. D'après les résultats observationnels de Golay (1968), et en appliquant les équations 2.2 et 2.1, l'écart en couleur atteindrait 0.05 mag entre des  $v \sin i$  de 0 et 300 km s<sup>-1</sup>, et l'écart en magnitude 0.4 mag pour les mêmes vitesses de rotation.

Collins & Sonneborn (1977) ont mené des calculs théoriques pour des étoiles de type B0–F8, sous l'hypothèse d'une rotation rigide, et sont arrivés à la valeur suivante :

$$\Delta M_V = \frac{1}{10} \left( 1 - \frac{\sqrt{3}}{2} (b - y) \right) (1 - e^{3w^2}) \quad (2.3)$$

où  $b - y$  est l'indice de couleur issu de la photométrie de Strömgen et  $w = \frac{\Omega}{\Omega_c}$ , rapport de la vitesse angulaire sur la vitesse angulaire critique.

La valeur du décalage issue des modèles de Collins et al. (1991) est donnée dans l'équation 2.4. Calculée pour des étoiles de type B, elle a été revue à la baisse depuis la relation 2.3.

$$\Delta M_V = (-0.58 \pm 0.05) w^{3.0 \pm 0.13} \quad (2.4)$$

À titre indicatif, une étoile de type B8, d'après les calculs de Collins & Sonneborn (CS) et

<b>Observations</b>			
Étoiles	$k$	$h$	Référence
A0–A7	$0.5 \cdot 10^{-5}$	$0.6 \cdot 10^{-6}$	Golay 1968
F0 et plus tardif	$1\text{--}1.7 \cdot 10^{-5}$	$2.0 \cdot 10^{-6}$	Golay 1968
A–F (Praesepe)	$1.1 \cdot 10^{-5}$		Strittmatter & Sargent 1966
Am (Hyades)	$1.7 \cdot 10^{-5}$		Strittmatter & Sargent 1966
Am (Coma)	$1.4 \cdot 10^{-5}$		Strittmatter & Sargent 1966
<b>Modèles</b>			
Caractéristiques	$k$	$h$	Référence
rotation uniforme	$0.2\text{--}0.3 \cdot 10^{-5}$		Strittmatter & Sargent 1966
rotation uniforme			
$2 M_{\odot}$	$0.4 \cdot 10^{-5}$	$0.5\text{--}0.7 \cdot 10^{-6}$	Maeder & Peytremann 1970
$1.4 M_{\odot}$		$0.7\text{--}1.2 \cdot 10^{-6}$	Maeder & Peytremann 1970
rotation non uniforme			
lente	$1.65 \cdot 10^{-5}$		Strittmatter & Sargent 1966
rapide	$1.35 \cdot 10^{-5}$		Strittmatter & Sargent 1966

TAB. 2.1 - Valeurs des constantes  $k$  et  $h$  tirées de la littérature

de Collins et al. (CTS) peut voir sa magnitude affectée du décalage suivant, selon sa classe de luminosité :

- CS :  $-0.31$  mag (classe V),  $-0.07$  mag (classe III),  $-0.02$  mag (classe I)
- CTS :  $-0.18$  mag (classe V),  $-0.04$  mag (classe III),  $-0.01$  mag (classe I)

Lamers et al. (1997) ont montré l'effet de la rotation pour des étoiles OB (O7.5–B5) sur le décalage entre la magnitude absolue calculée avec la parallaxe trigonométrique et celle calibrée à partir du type spectral et de la classe de luminosité. Cette différence est donnée par l'équation 2.5. Ils ont imputé ce décalage à l'erreur qu'induit l'élargissement Doppler des raies sur la détermination de la classe de luminosité de l'étoile, un rotateur rapide se voyant généralement attribuer une classe de luminosité moins brillante du fait de la sous-estimation de l'intensité des raies servant à la classification.

$$\Delta M_V = 0.51 \pm 0.18 - 0.89 \pm 0.43 \log \left( \frac{v \sin i}{100} \right) \quad (2.5)$$

Jaschek & Gómez (1998) ont réexaminé la magnitude absolue des standard du système MK à la lumière des parallaxes Hipparcos. Il n'ont trouvé aucune tendance claire distinguant les positions des rotateurs lents et des rotateurs rapides dans le diagramme H-R. De même, Kaltcheva & Knude (1998) ne trouvent pas de relation indiquant que la différence entre les magnitudes absolues calculées avec la parallaxe trigonométrique et celles issues de la photométrie  $uvby\beta$ , pour les étoiles de type B, dépende du  $v \sin i$ .

Déjà en 1970, Jaschek trouvait qu'il n'y avait pas de relation entre la vitesse de rotation et les couleurs  $UBV$  parmi les étoiles de type A.

Dans le but d'étudier l'effet de la rotation avec de nouvelles données, la mesure de  $v \sin i$  a été effectuée sur des étoiles A observées par Hipparcos. En effet, c'est la compilation de Uesugi & Fukuda (1982) qui constituait auparavant l'essentiel du matériel observationnel disponible: un

catalogue extrêmement hétérogène de  $v \sin i$  collectés dans la littérature. Les données obtenues et discutées dans le paragraphe suivant permettent de compléter les observations de Abt & Morrell (1995) acquises dans l'hémisphère nord et de discuter de l'effet de la rotation en s'appuyant sur un échantillon d'observations plus homogène.

## 2.2 Mesure d'un échantillon de $v \sin i$

### 2.2.1 Méthode et échantillon

Des programmes d'observations spectroscopiques au sol ont été entrepris pour compléter les données astrométriques et photométriques collectées par Hipparcos (Gerbaldi & Mayor 1989; Grenier & Burnage 1995). C'est sur une partie de ces spectres provenant des spectrographes Echelec (ESO) et Aurélie (OHP) qu'a porté la mesure des  $v \sin i$ .

La méthode utilisée est basée sur la position du premier zéro de la transformée de Fourier (TF) des profils des raies (Caroll 1933). Le profil d'une raie spectrale d'une étoile tournant sur elle-même,  $\mathcal{F}(\lambda)$ , peut s'écrire comme la convolution :

$$\mathcal{F}(\lambda) = \mathcal{I}(\lambda) * \mathcal{H}(\lambda) * \mathcal{G}(\lambda)$$

où  $\mathcal{I}(\lambda)$  est le profil instrumental,  $\mathcal{H}(\lambda)$  le profil intrinsèque, qui peut être calculé grâce à un modèle d'atmosphère stellaire, et  $\mathcal{G}(\lambda)$  le profil rotationnel. En passant au domaine des fréquences, la transformée de Fourier du profil observé,  $F(\nu)$ , peut s'écrire, grâce au Théorème de convolution, comme le produit :

$$F(\nu) = I(\nu) H(\nu) G(\nu)$$

où chaque lettre majuscule correspond à la TF de la fonction représentée par la lettre calligraphiée dans le domaine des longueurs d'onde.

Si l'étoile tourne à une vitesse supérieure à la limite correspondant à la valeur de la dispersion du spectre (en  $\text{\AA mm}^{-1}$ ), le premier zéro de la TF du profil de la raie,  $F(\nu)$ , est celui de  $G(\nu)$ , le profil de rotation, et peut donner le  $v \sin i$ . Pour les vitesses de rotation plus lentes, on ne peut pas être sûr que le zéro de  $F(\nu)$  soit celui de  $G(\nu)$ , car c'est le profil instrumental qui domine l'élargissement des raies et le zéro mesuré peut être celui de  $I(\nu)$ . La règle empirique nous donne ici comme limite inférieure du  $v \sin i$  mesurable (en  $\text{km s}^{-1}$ ):  $\approx 5 \text{ km s}^{-1}$  pour les spectres de l'ESO et  $\approx 8 \text{ km s}^{-1}$  pour ceux observés à l'OHP.

La valeur du  $v \sin i$  obtenue est ainsi basée, comme celles obtenues grâce à la largeur à mi-hauteur de la raie, sur un seul paramètre, à savoir ici la position du premier zéro de la TF, et non sur sa forme complète comme le suggère la méthode de Gray (1976), car la résolution des spectres est ici insuffisante. Les procédures effectuant le calcul du  $v \sin i$  ont été conçues par Ramella et al. (1989).

Le  $v \sin i$ , pour chaque raie, est calculé à partir de la position du premier zéro de la TF du profil de la raie et d'un profil de rotation théorique à  $\lambda 4350 \text{ \AA}$  pour un  $v \sin i$  de  $1 \text{ km s}^{-1}$ . Si  $\nu_0$  est la valeur qui annule  $F(\nu)$ , profil de Fourier de la raie, et  $\nu_T$  la valeur du premier zéro du profil théorique, on a :

$$v \sin i = \frac{4350}{\lambda_0} \frac{\nu_T}{\nu_0}$$

où  $\lambda_0$  est la longueur d'onde ( $\text{\AA}$ ) de la raie en question.

Les raies candidates pour la mesure de la rotation ont été sélectionnées dans le domaine spectral 4 200 – 4 500 Å sur l'atlas de Sirius par Furenlid et al. (1992) (Table 2.2) et ont été retenues grâce aux critères suivants :

- elles ne sont pas « blendées » (mêlées avec d'autres raies), car ce mélange de raies les élargit, et en augmentant la largeur à mi-hauteur mesurable, on augmente indûment la valeur du  $v \sin i$  ;
- elles se trouvent loin du centre de la raie d'hydrogène de Balmer  $H\gamma$ , de manière à ce que le fond continu puisse être déterminé le mieux possible.

$\lambda$ (Å)	élément	intensité
4 215.519	Sr II	0.804
4 219.360	Fe I	0.620
4 226.728	Ca I	0.558
4 227.426	Fe I	0.682
4 235.936	Fe I	0.688
4 242.364	Cr II	0.792
4 261.913	Cr II	0.693
4 404.750	Fe I	0.732
4 415.122	Fe I	0.693
4 466.551	Fe I	0.494
4 468.507	Ti II	0.750
4 481.126	Mg II	0.740
4 481.325	Mg II	0.730
4 488.331	Ti II	0.388
4 489.183	Fe II	0.605
4 491.405	Fe II	0.726

TAB. 2.2 - *Identification des raies choisies sur l'atlas de Sirius (Furenlid et al. 1992). Les intensités des raies sont directement issues de l'atlas.*

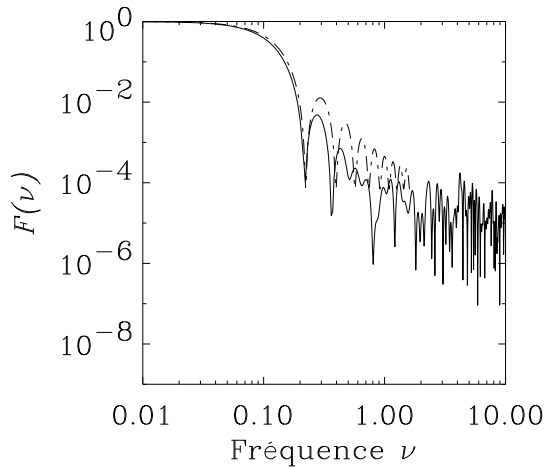


FIG. 2.2 - *Profil de Fourier d'une raie observée (Mg II  $\lambda 4481$  Å pour HIP 95965 en trait plein) et profil théorique de rotation (en pointillés) correspondant au même  $v \sin i = 200 \text{ km s}^{-1}$*

La raie du magnésium ionisé à 4481 Å a été également sélectionnée, bien qu'étant un doublet<sup>2</sup>, car c'est le plus souvent la raie choisie pour le calcul du  $v \sin i$ , pour ce type d'étoiles. De

2. Les deux composantes de la raie du Mg II sont centrées à 4481.126 Å et 4481.325 Å



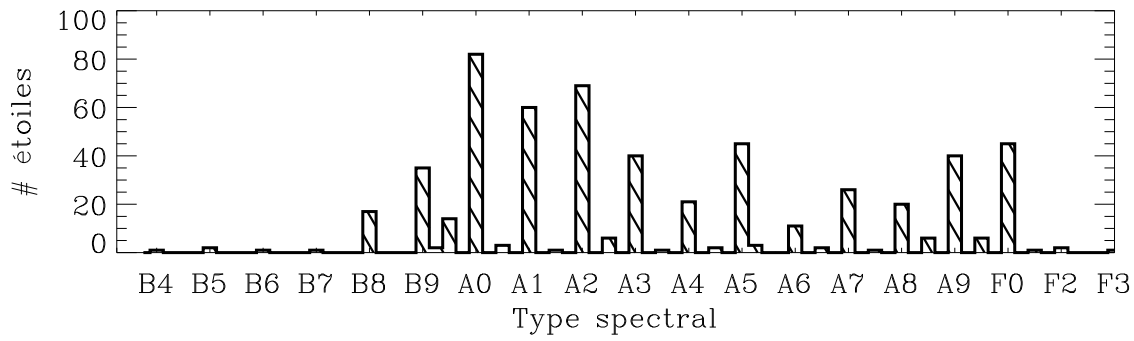


FIG. 2.3 - Répartition des types spectraux des étoiles pour lesquelles le  $v \sin i$  a été mesuré. Les types spectraux sont extraits du catalogue d'entrée Hipparcos (ESA 1992)

plus, lorsque l'étoile tourne vite ( $v \sin i \gtrsim 200 \text{ km s}^{-1}$ ), c'est malheureusement la seule raie qui puisse être utilisée pour la mesure. Lorsque le  $v \sin i$  est suffisant ( $v \sin i \gtrsim 20 \text{ km s}^{-1}$ ), la séparation entre les deux raies du doublet n'est plus significative, elle est noyée dans l'élargissement rotationnel (Royer 1994).

Le  $v \sin i$  a donc été calculé, pour chaque raie, grâce à la position du premier zéro de la transformée de Fourier de son profil, et cette TF a été comparée en superposant les graphes avec la transformée d'un profil théorique de rotation calculé pour le  $v \sin i$  moyen trouvé pour l'étoile (Figure 2.2). C'est principalement l'allure du premier lobe de la TF qui nous a permis de juger si la raie avait effectivement un profil de rotation, et si le premier zéro correspond bien à la valeur du  $v \sin i$ .

L'échantillon total compte 567 étoiles qui couvrent les types spectraux du milieu de la classe B jusqu'aux F précoces (Figure 2.3), dont la plupart se trouve sur la séquence principale. Elles sont toutes plus brillantes que la magnitude visuelle 7.5. La table 2.3 indique comment, dans l'échantillon étudié, se répartissent les étoiles en  $v \sin i$  et type spectral.

Type spectral	$v \sin i$							sous-total
	0 - 25	25 - 50	50 - 100	100 - 150	150 - 200	200 - 300	> 300	
B9	6	8	2	5	4	8	1	35
A0	15	15	16	12	8	14	2	82
A1	10	13	14	7	9	6	1	60
A2	14	14	13	14	5	9	0	69
A3	4	3	12	8	7	6	0	40
A4	0	2	1	6	9	3	0	21
A5	3	2	16	15	4	5	0	45
A6	1	0	4	4	1	1	0	11
A7	1	3	4	7	9	2	0	26
A8	3	0	6	4	6	1	0	20
A9	3	3	13	10	10	1	0	40
F0	5	6	15	11	4	4	0	45
sous-total	65	69	116	103	76	60	4	

TAB. 2.3 - Nombres d'étoiles par type spectral et par tranches de  $v \sin i$  pour l'échantillon mesuré avec la méthode de TF

### 2.2.2 Précision

Pour chaque étoile, le  $v \sin i$  est une moyenne sur les valeurs individuelles calculées sur les raies sélectionnées. L'écart-type de ces mesures peut donner une estimation de la dispersion liée au  $v \sin i$  moyen. Sur les étoiles possédant le plus de mesures individuelles dans le calcul du  $v \sin i$  moyen (au moins 4 raies) un calcul de régression montre que la relation  $v \sin i - \sigma_{v \sin i}$  est sensiblement linéaire avec une pente de 0.07 (Figure 2.4). On peut ainsi attribuer à chaque  $v \sin i$  mesuré une erreur empirique relative moyenne de 7 %. Les étoiles ayant une très grande dispersion ( $> 20\%$ ) dans les  $v \sin i$  individuels mesurés peuvent s'expliquer par des binaires.

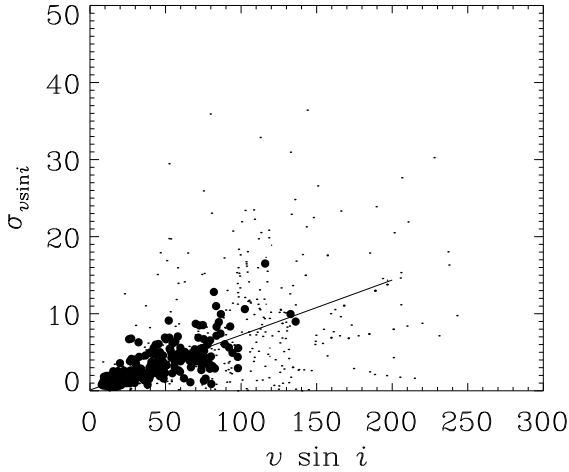


FIG. 2.4 - Variation de l'écart-type fonction du  $v \sin i$  moyen. Les points représentent toutes les données et les ronds noirs celles qui possèdent plus de 4 valeurs individuelles. La droite de régression explique 55 % des données représentées par les ronds noirs et la pente résultante est de 0.07

### 2.2.3 Extension de l'échantillon

Dans le but d'élargir l'échantillon de vitesses de rotation, d'autres sources ont été utilisées :

- les  $v \sin i$  mesurés par Abt & Morrell (1995) ;
- les  $v \sin i$  de la liste de vitesses de rotation de Gerbaldi & Baylac (1990).

Abt & Morrell ont observé 1 700 étoiles de type A depuis l'hémisphère nord. Ils ont réalisé un ajustement gaussien des raies  $\lambda 4481 \text{ Mg II}$  et  $\lambda 4476 \text{ Fe II}$  et ont déduit leur  $v \sin i$  de la mesure de la largeur à mi-hauteur (FWHM : *Full Width at Half-Maximum*) de ces raies. Gerbaldi & Baylac ont sélectionné des vitesses de rotation ( $90^\circ$ ) dans la littérature, et plus des trois quarts sont calculées par la méthode de transformée de Fourier utilisée dans ce traitement.

La figure 2.5 compare les valeurs issues des différentes sources. Si les  $v \sin i$  calculés ici sont cohérents avec les valeurs de Gerbaldi & Baylac calculées par TF (Fig 2.5.a), il existe un décalage avec celles trouvées par Abt & Morrell (1995) (Fig 2.5.b). Une régression linéaire sur les 169 étoiles communes aux deux sources donne le résultat :

$$v \sin i = v \sin i_{\text{Abt \& Morrell}} + 10$$

La pente de la droite de régression est bien parallèle à la première bissectrice, mais il y a un écart de  $10 \text{ km s}^{-1}$  qui ne peut être négligé comparé à la largeur de la distribution ( $\sim 20 \text{ km s}^{-1}$  mesurée par écart-type glissant). Abt & Morrell ont calibré leurs  $v \sin i$  en utilisant les étoiles standard de vitesse de rotation de Slettebak et al. (1975). La figure 2.5.c montre la comparaison

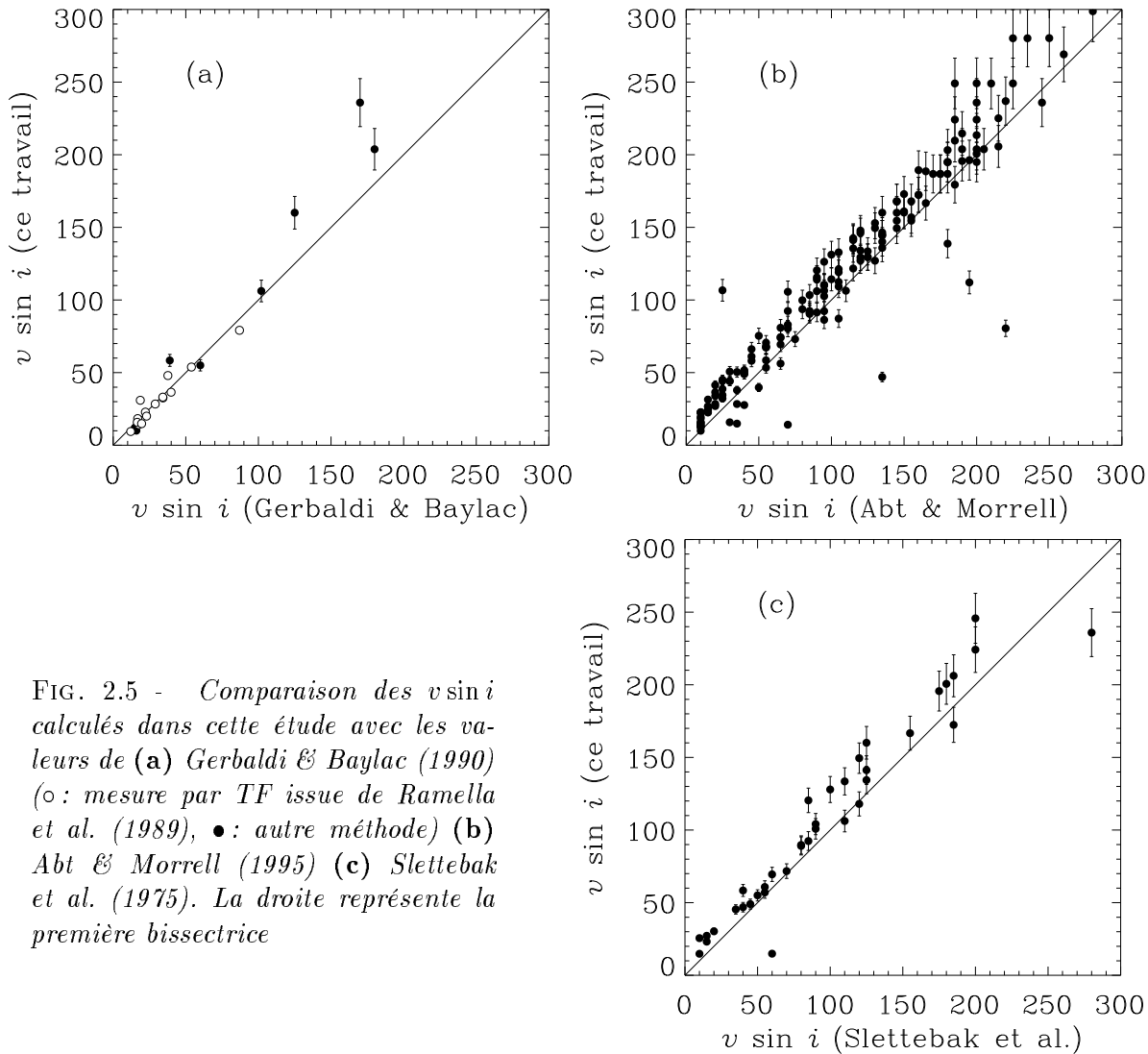


FIG. 2.5 - Comparaison des  $v \sin i$  calculés dans cette étude avec les valeurs de (a) Gerbaldi & Baylac (1990) (○ : mesure par TF issue de Ramella et al. (1989), ● : autre méthode) (b) Abt & Morrell (1995) (c) Slettebak et al. (1975). La droite représente la première bissectrice

avec les valeurs des 37 étoiles communes extraites de Slettebak et al., et le même décalage systématique de  $\sim 10 \text{ km s}^{-1}$  est trouvé.

Brown & Verschuere (1997), dans une analyse des étoiles de type B de l'association Sco OB2, ont trouvé une tendance similaire en comparant leurs mesures de vitesses de rotation aux standard de Slettebak et al.. Brown & Verschuere utilisent plusieurs techniques pour calculer le  $v \sin i$ , selon l'importance de l'élargissement dû à la rotation. En dessous d'environ  $60 \text{ km s}^{-1}$ , la plupart de leurs  $v \sin i$  est systématiquement supérieure à ceux de Slettebak et al.. Les grandes valeurs de  $v \sin i$  ayant une plus grande barre d'erreur, le décalage, qui s'observe là aussi, est moins significatif. Brown & Verschuere imputent ce décalage au fait que Slettebak et al. ont basé leur mesure sur les modèles que Collins & Sonneborn ont par la suite présentés en 1977. Ils avancent aussi que dériver le  $v \sin i$  des modèles de Collins et al. (1991) fait disparaître cet effet systématique. Il se peut aussi que les standard de  $v \sin i$  de Slettebak et al. comportent des étoiles multiples, ce qui introduirait des biais dans la calibration à partir de la largeur à mi-hauteur de raies.

Pour étudier l'effet de la rotation sur le diagramme H-R, nous avons besoin de précision sur la position de l'étoile dans le diagramme bien plus que sur le  $v \sin i$ . Aussi nous allons fusionner

les trois différents échantillons de  $v \sin i$  en pondérant suivant la source. On attribue aux données de Abt & Morrell une erreur relative de 15 % (Royer 1994) et on combine les mesures en leur attribuant un poids inversement proportionnel au carré de l'erreur qui leur est associée, comme indiqué dans l'équation 2.6.

$$\overline{v \sin i} = \frac{\sum_j \frac{(v \sin i)_j}{\sigma_j^2}}{\sum_j \frac{1}{\sigma_j^2}} \quad (2.6)$$

Pour l'analyse faite dans le paragraphe suivant, la jonction des différentes sources de  $v \sin i$  a été effectuée sans corriger du décalage systématique entre les données de Abt & Morrell et celles décrites ici.

### 2.3 Analyse : rotation et diagramme H-R

Pour déterminer l'influence de la rotation stellaire sur la position des étoiles dans un diagramme couleur–magnitude, il faut isoler les différents effets qui peuvent affecter la position de l'étoile : l'état d'évolution, la métallicité, la multiplicité. Le besoin de travailler sur un sous-échantillon qui ne sera sensible qu'à la rotation est impératif. Parmi les 1 410 étoiles observées par Hipparcos auxquelles on a associé une valeur de  $v \sin i$ , nous allons choisir les étoiles non binaires, non particulières et de classe de luminosité V.

Les étoiles suspectées multiples par Hipparcos ont été écartées, tout comme celles figurant dans le catalogue de binaires spectroscopiques de Pedoussaut et al. (1988) (et références à l'intérieur). De manière à pouvoir remarquer un effet sur la magnitude absolue, seules les étoiles dont l'erreur sur la parallaxe donnée par Hipparcos est meilleure que 10 % ont été retenues. Censurer l'échantillon de cette manière crée un biais sur les magnitudes absolues (Arenou & Luri 1999), mais d'une part ce biais n'est pas grand pour un seuil de 10 % en  $\frac{\sigma_\pi}{\pi}$  et d'autre part notre intérêt porte sur la position relative de nos étoiles dans le diagramme H-R. Limiter l'échantillon en sélectionnant sur l'erreur relative de la parallaxe va également permettre de se restreindre au proche voisinage solaire (Les étoiles se trouvent dans une sphère d'environ 100 pc de rayon) et de négliger l'absorption interstellaire. Les types spectraux avec lesquels la sélection des étoiles de classe de luminosité V a été effectuée proviennent du catalogue Hipparcos, les deux tiers sont de sources diverses et le reste est essentiellement issu des différents Michigan Spectral Surveys (Houk & Cowley 1975; Houk 1978; Houk 1982; Houk & Smith-Moore 1988).

Il en résulte 634 étoiles, de la séquence principale, supposées simples et normales. Si la rotation affecte la position dans le diagramme H-R, il devrait donc exister une dichotomie entre la séquence des rotateurs lents et celle des rotateurs rapides. Deux sous-groupes ont donc été extraits des 634 étoiles :

- les étoiles avec  $v \sin i > 200 \text{ km s}^{-1}$ , qui sont des étoiles dont la vitesse équatoriale est effectivement supérieure à cette valeur (112  $\star$ ),
- les étoiles avec  $v \sin i < 50 \text{ km s}^{-1}$ , qui regroupent les étoiles soit ayant un faible moment angulaire, soit dont l'axe de rotation est proche de la ligne de visée (72  $\star$ ).

Le diagramme couleur–magnitude de ces étoiles est représenté dans la figure 2.6. Il n'y a pas de tendance remarquable entre les étoiles à grand et celles à faible  $v \sin i$ . L'extrémité rouge

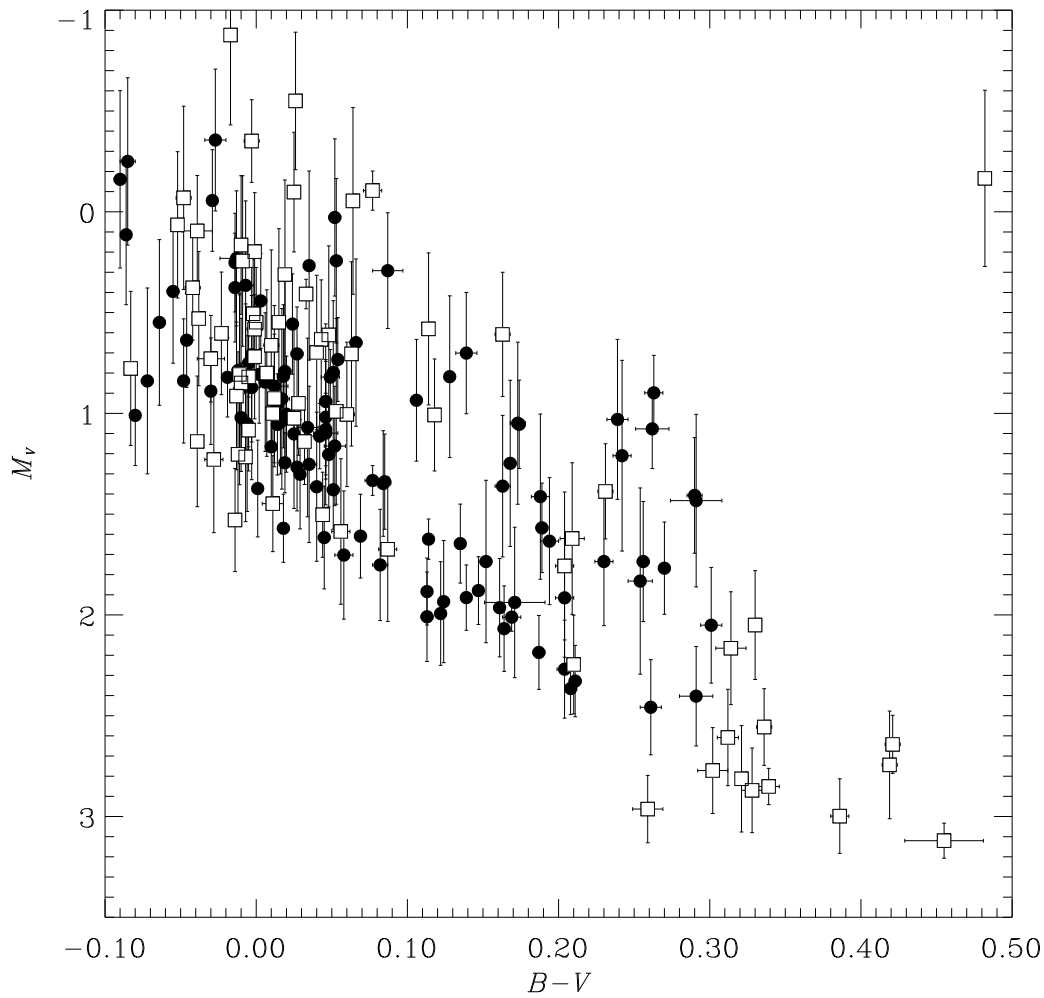


FIG. 2.6 - Diagramme H-R des étoiles non détectées binaires, de classe V, ayant une erreur relative  $\frac{\sigma_x}{x} < 0.1$ .  $\square$  :  $v \sin i < 50 \text{ km s}^{-1}$ ,  $\bullet$  :  $v \sin i > 200 \text{ km s}^{-1}$

( $B - V > 0.3$ ) du diagramme n'est peuplée que d'étoiles dont  $v \sin i < 50 \text{ km s}^{-1}$  car dans cette tranche spectrale (type F) les étoiles ne tournent pas aussi vite que les autres plus chaudes, d'où la pénurie de  $v \sin i > 200 \text{ km s}^{-1}$ .

On réunit alors les étoiles de même type spectral, pour analyser le comportement de la couleur et de la magnitude en fonction du  $v \sin i$ . Trois groupes sont constitués pour les types recensant le plus d'individus (A0V : 90  $\star$ , A1V : 97  $\star$ , A2V : 83  $\star$ ). La figure 2.7 montre comment varient la magnitude  $M_V$  et l'indice de couleur  $B - V$  selon le  $v \sin i$ , pour chaque groupe de type spectral. Une courbe moyenne (glissante sur 20 points) est superposée à chacun des graphes. La variation de magnitude absolue tout comme celle de l'indice  $B - V$  avec le  $v \sin i$  n'est pas statistiquement significative. Paunzen (1999) arrive à la même conclusion pour les étoiles de type B9–F2. Aucune influence manifeste de la rotation sur la position dans le diagramme H-R n'est détectée dans notre échantillon.

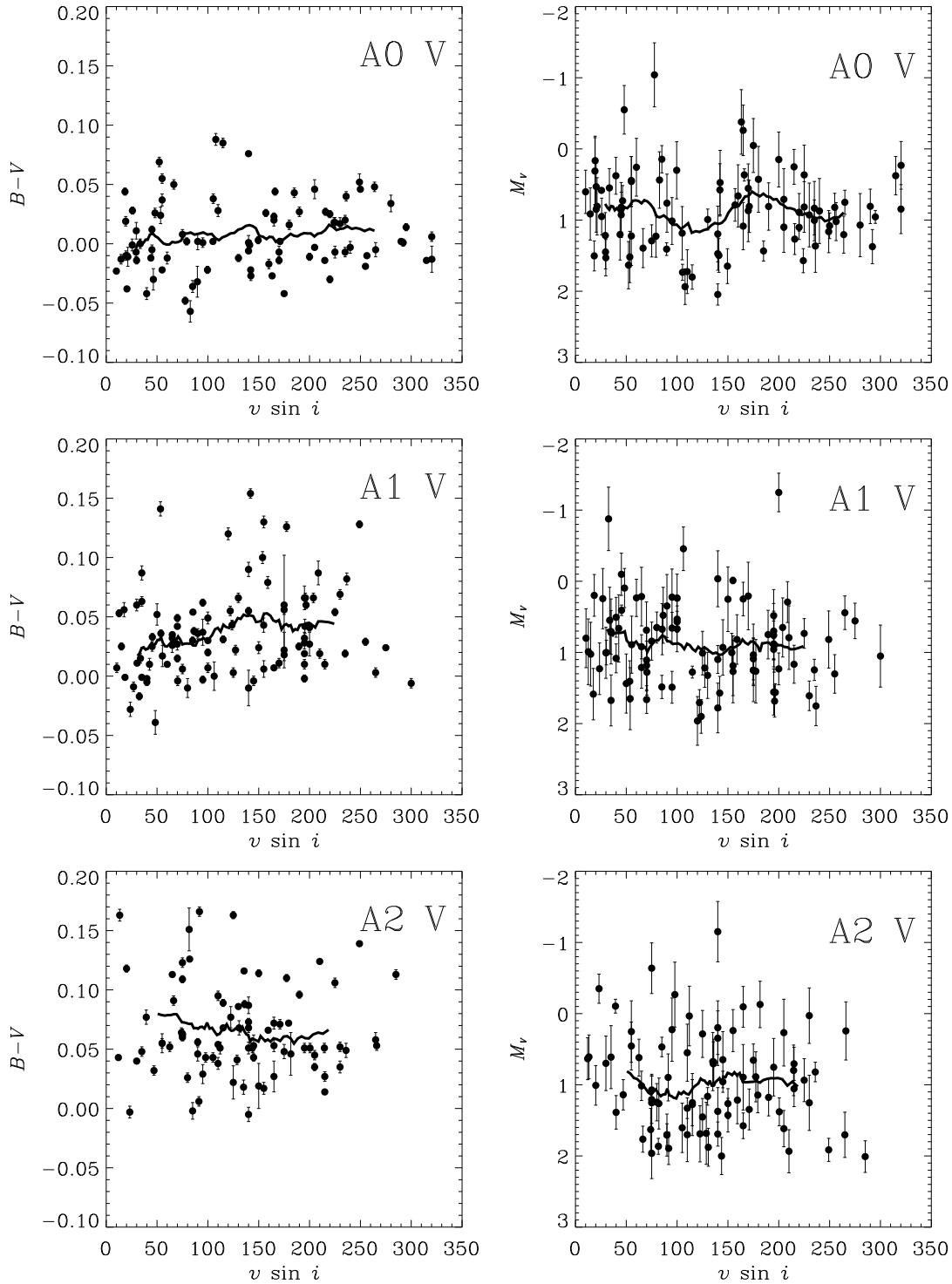


FIG. 2.7 - Couleur  $B - V$  et magnitude  $M_v$ , pour les étoiles de type A0V, A1V et A2V, en fonction de la vitesse de rotation projetée  $v \sin i$ . Les courbes sont des moyennes glissantes calculées sur 20 points

## 2.4 Conclusion

Les modèles théoriques prévoient une dépendance de la position dans le diagramme couleur–magnitude avec la vitesse de rotation. Cette influence n'est importante que lorsque la rotation, affectant l'étoile, est proche de la vitesse de rupture ( $\sim 0.8 \Omega_c$ ) d'après Collins & Sonneborn (1977), et peu d'étoiles montrent de telles caractéristiques.

La rotation est très souvent supposée rigide mais notre méconnaissance des processus de transport du moment angulaire, donc de l'état de rotation interne, incite à la prudence.

Un échantillon de  $v \sin i$  a été mesuré sur des spectres de 567 étoiles B8–F2 provenant de l'ESO et de l'OHP. La méthode utilise la premier zéro de la transformée de Fourier des raies spectrales pour calculer la valeur de la rotation projetée. L'erreur moyenne associée à chaque mesure est de l'ordre de 7 % du  $v \sin i$ . Cet échantillon de mesures permet de compléter celles acquises par Abt & Morrell (1995) dans l'hémisphère nord et d'obtenir un échantillon total de 1 410 étoiles avec une valeur de  $v \sin i$ .

De ces données, un sous-échantillon est extrait pour tester l'influence de la rotation sur le diagramme H-R. Afin d'éliminer les autres effets susceptibles d'affecter la position des étoiles en couleur–magnitude, les étoiles binaires, particulières et plus évoluées que la classe de luminosité V ont été écartées, pour ne laisser que 634 étoiles.

Aucune incidence manifeste du  $v \sin i$  n'est détectée sur les données analysées ici. Parmi les observations, des multiplicités non détectées peuvent se dissimuler dans un  $v \sin i$  élevé. De plus il y a une grande dispersion en  $T_{\text{eff}}$  et  $\log g$  dans la classification spectrale, comme le montrent par exemple Gerbaldi et al. (1999) pour les étoiles A0, ce qui peut rajouter au mélange.

Les résultats trouvés ici confirment ceux avancés par Jaschek (1970) et Jaschek & Gómez (1998). Les magnitudes absolues, tout comme les couleurs  $B - V$ , ne sont pas affectées par la rotation de manière significative, dans l'échantillon d'étoiles de type A observé. On peut donc négliger, dans les calibrations des magnitudes absolues issues de la méthode LM (cf. §4.1.1), l'effet du  $v \sin i$ .

## Chapitre 3

# Détermination de vitesses radiales

### 3.1 Méthode de mesure par corrélation croisée

#### 3.1.1 Problématique

La vitesse radiale est la troisième composante du vecteur vitesse spatiale, elle complète ainsi le mouvement mesuré de manière astrométrique dans le plan tangent à la sphère céleste. On la détermine par effet Doppler–Fizeau sur les raies spectrales dans la lumière émise. Une raie, théoriquement placée à la longueur d’onde  $\lambda$ , sera, si elle provient d’une étoile se déplaçant à la vitesse  $V_r$  sur la ligne de visée, observée à la longueur d’onde  $\lambda + \Delta\lambda$ , avec en première approximation

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{V_r}{c}$$

où  $c$  est la célérité de la lumière dans le vide ( $c = 299\,792.458\text{ km s}^{-1}$ ).

Mesurer le décalage d’une raie donnée permet donc d’obtenir immédiatement la valeur de la vitesse radiale. C’est la méthode traditionnelle, où la vitesse radiale est calculée en comparant des positions de raies mesurées à une liste de longueurs d’onde dépendant des caractéristiques de l’étoile observée (Petrie 1962).

La corrélation croisée entre un spectre observé et un spectre « patron », dont la vitesse est connue, donne la possibilité d’utiliser des portions continues du spectre et non uniquement des longueurs d’ondes ponctuelles, pour la détermination des vitesses radiales. Le spectre « patron » — ou masque — est décalé en longueur d’onde jusqu’à ce que l’ajustement avec l’observé soit optimal.

C’est dans le milieu des années 50 que surgit le concept d’un « photomètre pour la vitesse radiale » (Fellgett 1955). L’idée est de concentrer l’information sur la vitesse radiale donnée par *toutes* les raies du spectre. La transmission de la lumière dispersée d’une étoile à travers un négatif standard de spectre stellaire est mesurée photo-électriquement en fonction du déplacement des pièces optiques qui simulent le déplacement Doppler. Cette méthode de corrélation optique est applicable à des spectres faiblement exposés et elle est jugée plus économique tant au niveau du temps d’observation que du temps d’interprétation.

À Cambridge, dix ans plus tard, reprenant la suggestion de Fellgett, fut construit le premier dispositif expérimental permettant d’effectuer une corrélation croisée optique entre un spectre observé et un masque (Griffin 1967). Pionnier dans ce domaine, Griffin montre l’énorme progrès apporté par cette technique au point de vue de la précision obtenue sur la vitesse radiale. Il l’utilise abondamment sur les étoiles de type G et plus tardif (Griffin 1969, 1970, 1971, 1972)



et les résultats qu'il obtient sont de bien meilleure qualité que les données du *GCSRV* (General Catalog of Stellar Radial Velocities, Wilson 1953). Le principe de la corrélation se développe et il est par la suite adapté à plusieurs instruments.

À la fin des années 70, Coravel est construit (Baranne et al. 1979). Établi sur deux sites (L'OHP et La Silla), ce nouvel outil permet une grande avancée grâce à l'utilisation des spectres échelle qui permettent à la fois un gain en magnitude limite et une meilleure précision de par la couverture plus grande du domaine de longueur d'onde ( $\sim 1\,500\text{ \AA}$ ). Coravel n'est principalement valable que pour les étoiles de type spectral typiquement plus tardif que F5. Et depuis 20 ans, il surveille et contrôle les étoiles standard de vitesses radiales (Udry et al. 1998) et a entre autre effectué le relevé des vitesses radiales pour quelques 40 000 étoiles observées par le satellite Hipparcos (Gerbaldi & Mayor 1989; Udry et al. 1997).

Parallèlement, avec l'avènement des CCD, arrivent les méthodes de corrélation croisée numérique. La corrélation est alors découplée de l'observation, le spectre transcrit sur support informatique est traité dans un second temps. Ces techniques sont développées tout d'abord pour calculer le *redshift* sur des spectres digitaux de galaxies (Simkin 1974; Sargent et al. 1977; Tonry & Davis 1979). Leur usage se fait courant et elles s'appliquent tout aussi bien aux vitesses radiales stellaires (Wyatt 1985; Latham 1985). La corrélation croisée est utilisée de manière extensive pour les étoiles froides qui sont pour cela des objets idéaux. Les étoiles plus chaudes (type A et plus précoce) possèdent une densité de raies spectrales plus faible et ces dernières sont bien souvent élargies par la rotation de l'étoile sur elle-même.

Ces dix dernières années, les méthodes de corrélation croisée ont aussi été appliquées de manière systématique aux étoiles de type précoce (Liu et al. 1988; Morse et al. 1991; Verschueren 1991). Le fait que le traitement du spectre soit séparé de l'observation permet une sélection du masque et donc un meilleur ajustement avec l'observation; et si cela s'avère plus lent qu'une corrélation en temps réel comme dans Coravel, c'est le seul moyen pour avoir des mesures pour les étoiles tournant rapidement. Les rotateurs rapides, qui lorsque leur  $v \sin i$  dépasse  $30\text{ km s}^{-1}$  n'ont plus de bonne détermination de vitesse radiale avec Coravel, peuvent en avoir si on utilise une technique adaptée (Nordström et al. 1994), et la limite en  $v \sin i$  peut être repoussée jusqu'à  $100\text{ km s}^{-1}$ .

### 3.1.2 Spectrographe Élodie

C'est sur le télescope de 1.93 mètres associé au spectrographe Élodie que furent observées les cibles de notre programme. Élodie, installée à l'Observatoire de Haute-Provence depuis juin 1993, a été conçue pour la mesure de vitesses radiales stellaires (Baranne et al. 1996). Instrument qui découvrit la première planète extra-solaire par la variation induite sur la vitesse radiale de l'étoile hôte, en l'occurrence 51 Pegasi (Mayor & Queloz 1995), Élodie (Table 3.1) est dotée de toute une chaîne de traitement qui permet une précision ultime de  $13\text{ m s}^{-1}$  sur les vitesses radiales d'étoiles froides.

Durant une nuit d'observation sur Élodie, un calcul de corrélation est possible immédiatement après chaque pose (Queloz 1995). Le masque utilisé en ligne dans la corrélation numérique est constitué de manière à reproduire le processus physique de corrélation optique réalisé dans Coravel. Ce n'est pas un spectre stellaire, il est construit artificiellement d'un ensemble de raies ayant un contraste unité et un profil rectangulaire. La fonction de corrélation calculée avec cette technique étant un produit de convolution, et le masque se rapprochant d'une somme de fonctions sauts de Dirac  $\delta_{\lambda_i}$ , le pic de corrélation est approximativement le profil moyen des raies de longueurs d'onde  $\lambda_i$  du spectre observé, légèrement modifiée par le profil rectangulaire des raies du masque.

Paramètre de l'instrument	Valeur mesurée
Pouvoir de résolution	42 000
Domaine de longueur d'onde	3 906–6 811 Å
Nombre d'ordres	67
Bruit de lecture CCD	8.5 e <sup>-</sup>
Précision interne de la calibration en longueur d'onde	3 m s <sup>-1</sup> (20 m s <sup>-1</sup> par ordre)
Erreur instrumentale observée	13 m s <sup>-1</sup> (long terme)

TAB. 3.1 - *Résumé des caractéristiques instrumentales d'Élodie*

Cette technique est particulièrement bien adaptée pour les étoiles froides qui possèdent un grand nombre de raies et qui, du fait de leur faible rotation, ont un fort contraste entre les raies spectrales et le fond continu. Un masque de ce type mais basé sur un spectre d'étoile chaude ( $T_{\text{eff}} = 8\,500\text{ K}$ ) a été construit par Grenier et al. (1995) et utilisé sur des observations d'étoiles de type A. La limitation du nombre de raies sélectionnées (264), sur les 3 000 Å du domaine couvert par Élodie, a pour effet de donner un pic de corrélation peu profond mais valable pour des  $v \sin i$  allant jusqu'à  $\sim 80\text{ km s}^{-1}$ . Toutefois le profil de corrélation est souvent dissymétrique et la signature d'anticorrélation, liée au spectre lui-même, devient vite prépondérante lorsqu'augmente la vitesse de rotation de l'étoile.

Dans ce travail, une méthode de détermination de la vitesse radiale, basée sur la corrélation des spectres observés avec une grille de spectres stellaires synthétiques a été développée, et ceci dans le but de repousser la limitation due à la rotation de l'étoile, et pour pouvoir calculer la vitesse radiale quel que soit le  $v \sin i$ .

## 3.2 Observations spectroscopiques

Les observations menées à l'Observatoire de Haute-Provence avaient pour objectif principal l'obtention de vitesses radiales pour quelques étoiles tirées de la liste d'étoiles chaudes à grande vitesse de Stetson (1991) (Programme proposé à l'observation par Hipparcos). Dans le but d'observer aussi des étoiles moins brillantes, on a incorporé au programme d'observation des étoiles extraites du catalogue Tycho, plus faibles que la 9<sup>ème</sup> magnitude en  $B_T$ , et sises dans le cône de 20° autour du pôle galactique boréal<sup>3</sup>.

C'est en trois phases que se sont déroulées les observations : 19–20 décembre 1995, 23–29 avril 1996 et 18–22 mars 1997. Les conditions climatiques favorables n'étaient pas toujours présentes, seules quelques étoiles bénéficient de plusieurs observations, mais les spectres obtenus ont permis de mettre au point la méthode de détermination des vitesses radiales.

Durant ces nuits, 87 spectres ont été collectés pour les étoiles de notre programme ainsi que des étoiles standard chaudes et froides. Le rapport signal-sur-bruit moyen (calculé sur l'ordre 47 à  $\lambda \sim 5\,550\text{ Å}$ ) est d'environ 80. La figure 3.1 montre comment se répartissent les rapports signal-sur-bruit et les magnitudes  $V$  des spectres observés. Les étoiles plus faibles que la 10<sup>ème</sup> magnitude ont bénéficié de temps de pose de l'ordre de 2 heures et ont des rapports  $S/B$  de l'ordre de 35 en moyenne.

<sup>3</sup>. les coordonnées équatoriales J2000 du pôle nord galactique sont :  $\alpha = 12\text{h}51\text{m}26.3\text{s}$ ,  $\delta = +27^\circ 07' 41'' 7$

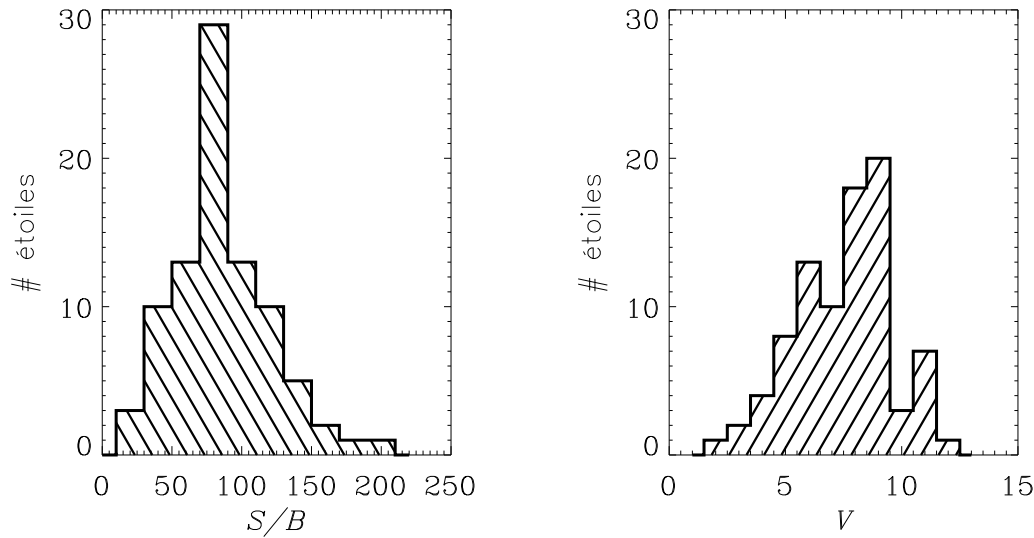


FIG. 3.1 - Distribution des rapports signal-sur-bruit  $S/B$  et des magnitudes apparentes visuelles  $V$  pour l'échantillon observé

### 3.3 Traitement des spectres

Le spectromètre *Élodie* fonctionne de manière étroitement couplée à un logiciel automatique de réduction de spectres réalisé par l'Observatoire de Genève. Ce programme effectue l'extraction des ordres de l'image CCD et leur calibration en longueur d'onde. Chaque spectre nous arrive donc sous la forme de 67 images mono-dimensionnelles exprimées en flux par longueur d'onde (Annexe A).

Les spectres qui ont été traités dans cette étude s'échelonnent globalement entre les types B5 et F5. La classification originale de Harvard en 1891 était pour beaucoup basée sur les raies d'hydrogène, et par définition c'est dans le type A qu'elles atteignent leur intensité maximale. Dans le domaine spectral couvert par *Élodie* apparaissent les raies d'hydrogène correspondant aux transitions de la série de Balmer (de  $H\alpha$  à  $\lambda 6563 \text{ \AA}$  jusqu'à  $H\epsilon$  à  $\lambda 3970 \text{ \AA}$ ). D'autre part, les raies métalliques sont faibles pour les étoiles A et essentiellement dues à une absorption par du fer et du titane ionisés (Figure 3.2). Pour les étoiles de type B, les raies d'hydrogène s'amenuisent comme l'indique la seconde lettre de l'alphabet assignée à cette classe. Les raies métalliques se font aussi plus faibles alors qu'apparaissent les raies d'hélium neutre (vers le type B9) qui vont s'intensifiant avec la température effective de l'étoile.

Les étoiles de type précoce sur la séquence principale tournent en moyenne rapidement :  $115 \text{ km s}^{-1}$  pour le type A5,  $150 \text{ km s}^{-1}$  pour les A0 et  $180 \text{ km s}^{-1}$  pour les B5 (Allen 1973). Les raies spectrales subissent l'élargissement Doppler et, leur largeur équivalente restant constante, leur profondeur diminue. Les raies les moins intenses se mélangent vite et se noient dans le continu tandis que ne persistent que les raies les plus fortes.

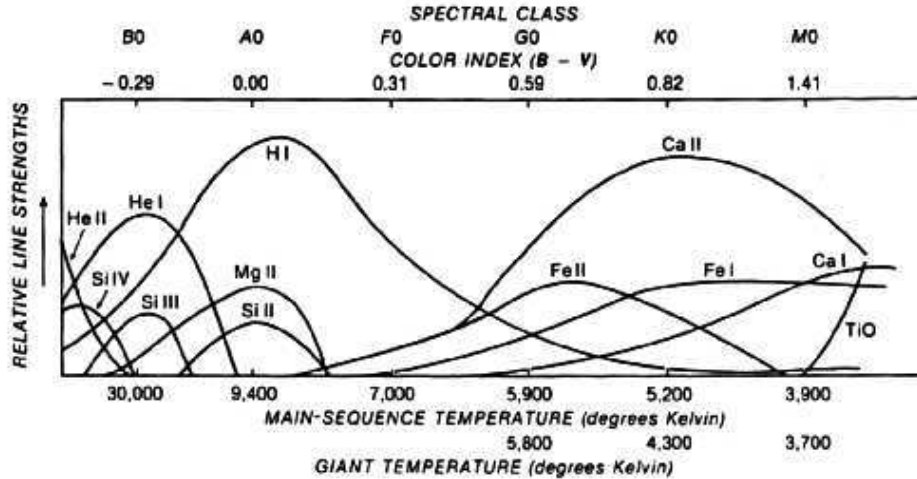


FIG. 3.2 - Variation relative de l'intensité des raies avec le type spectral (d'après Schmidt-Kaler 1965)

### 3.3.1 Normalisation

Afin de s'affranchir de l'influence du fond continu des spectres lors de la corrélation, il est nécessaire de normaliser chacun des ordres que l'on utilise. Treize ordres vont entrer ici dans la chaîne de traitement (Table 3.2). Ils ont été choisis loin des raies d'hydrogène, car d'une part le continu local est complètement perdu dans les ailes des raies ; d'autre part, si de telles raies étaient utilisées lors de la corrélation, leur poids serait tel dans le calcul que l'information sur la vitesse radiale portée par les autres raies plus fines et moins intenses serait inutilisée. On se cantonne donc à une portion d'environ 500 Å du spectre.

Le domaine spectral sur lequel va être déterminée la vitesse radiale est montré dans la figure 3.3. Les zones grisées représentent les ordres qui ne sont pas pris en compte : ils contiennent les raies  $H\beta$ ,  $H\gamma$ ,  $H\delta$ ,  $H\epsilon$  de la série de Balmer et la raie K du Ca II. Dans la partie qui est corrélée, c'est la raie du doublet de Mg II à  $\lambda 4481$  Å qui est la plus intense pour le type d'étoile qui nous intéresse. Le reste se compose surtout de raies de Fe II et de Ti II. L'emplacement de la raie de He I qui marque le spectre dans les étoiles B à  $\lambda 4471$  Å est également indiqué dans la figure.

Les 13 ordres sont traités avec le logiciel MIDAS<sup>4</sup>. Le continu est déterminé, pour chaque ordre, par un ajustement polynomial ancré sur un nombre de points allant de 3 à une demi-douzaine et dépendant de l'allure de l'ordre en cours de traitement (sachant qu'un ordre couvre de 40 à 50 Å).

La figure 3.4 affiche l'ordre 21 comportant la raie du Mg II pour deux étoiles de  $v \sin i$  différents. On y remarque comment l'élargissement Doppler dû à la rotation noie les raies spectrales dans le fond continu. TYC 1449 204 1 a un faible  $v \sin i$  de l'ordre de  $25 \text{ km s}^{-1}$ , alors que Abt & Morrell (1995) ont mesuré pour HIP 51556 une vitesse de rotation projetée de  $190 \text{ km s}^{-1}$ . Les pics de corrélation obtenus pour ces deux étoiles figurent en guise d'exemple au §3.4.3.

4. MIDAS (MUNICH IMAGE DATA ANALYSIS SYSTEM) est développé et maintenu par l'ESO



N°Ordre	Domaine spectral (Å)
12	4 190 – 4 230
20	4 430 – 4 480
21	4 465 – 4 510
22	4 500 – 4 545
23	4 530 – 4 580
24	4 565 – 4 610
25	4 600 – 4 645
26	4 635 – 4 685
27	4 670 – 4 720
35	4 980 – 5 030
36	5 020 – 5 070
37	5 080 – 5 110
38	5 105 – 5 155

TAB. 3.2 - Liste des ordres des spectres échelle utilisés dans la corrélation croisée, et leur couverture en longueur d'onde

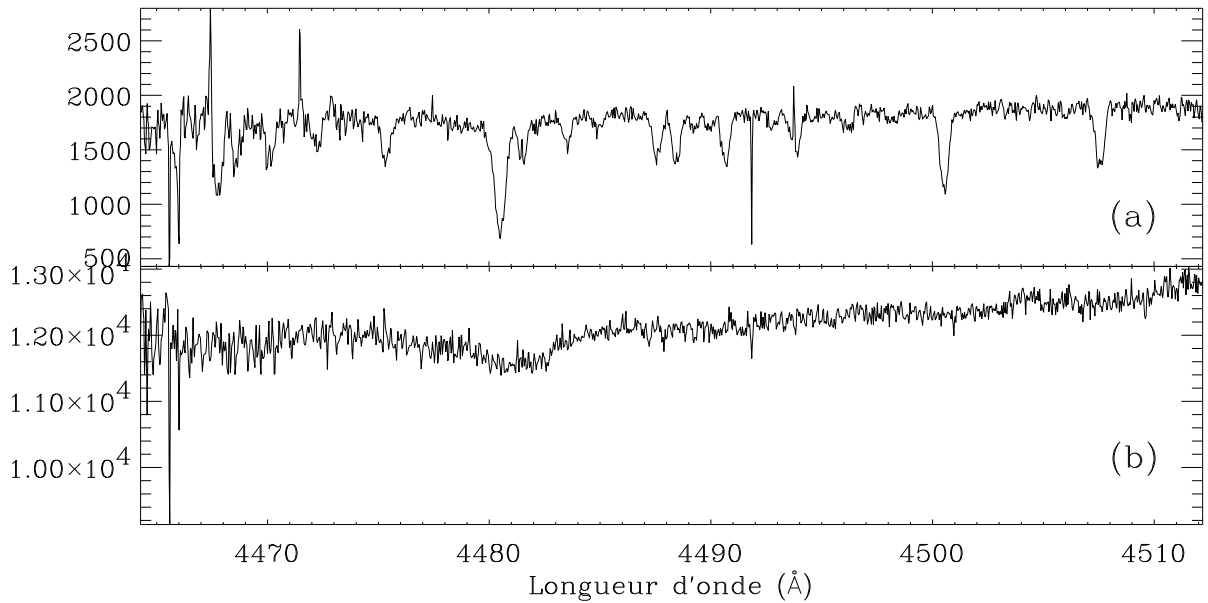


FIG. 3.4 - Ordres 21 observés pour (a) TYC 1449 204 1 et (b) HIP 51556

### 3.3.2 Filtrage par ondelettes

Rétrospectivement, le besoin de filtrer certains des spectres acquis lors des missions à l'OHP s'est fait sentir pour repousser plus encore la limite en  $v \sin i$  du calcul de la vitesse radiale. En effet, pour quelques unes des étoiles observées, rotateurs rapides ayant un  $v \sin i > 200 \text{ km s}^{-1}$ , le faible rapport signal-sur-bruit du spectre atténue profondément le contraste des raies spectrales avec le continu. Reconstituer le signal en ôtant le bruit s'avère donc nécessaire pour obtenir une fonction de corrélation donnant la vitesse radiale. C'est un algorithme utilisant une transformée

en ondelettes du signal qui est utilisé (Starck et al. 1997).

L'idée fondamentale sous-jacente aux ondelettes est d'analyser un signal selon l'échelle (ou résolution). Les algorithmes d'ondelettes traitent les données à différentes échelles. Si l'on regarde un signal avec une large «fenêtre», on remarque les gros traits, et lorsqu'on l'analyse à travers une petite «fenêtre», on note les petits éléments. Le but est de «voir à la fois la forêt *et* les arbres» (Graps 1995).

Le filtrage, basé sur la transformée en ondelettes, emploie l'algorithme «à trous». Cet algorithme, développé à l'origine pour être appliqué dans le domaine de la musique, est décrit par Holdschneider et al. (1989) et Dutilleul (1989). Il utilise une base d'ondelettes non-orthogonale. La transformée en ondelettes d'un spectre par cet algorithme produit pour chaque échelle  $j$  un ensemble  $\{w_j\}$ , chacun des éléments étant une échelle d'ondelette. Ainsi le spectre original peut s'écrire comme la somme de toutes les échelles d'ondelette et d'un ensemble lissé  $C_p$ :

$$S(\lambda) = C_p(\lambda) + \sum_{j=1}^p w_j(\lambda)$$

La figure 3.5 montre pour un spectre les différentes échelles d'ondelettes calculées. La première échelle ( $w_1$ ) correspond aux structures les plus fines, essentiellement le bruit, jusqu'à la dernière ( $C_9$ ) qui représente le fond continu.

Le logiciel de Starck et al., `mr1d_detect`, permet d'extraire les raies spectrales. Un léger problème lié à la forme de l'ondelette mère qu'utilise l'algorithme à trous, se rencontre en présence de raies intenses; il est ici contourné. En effet, l'ondelette mère est une spline B3 (Press et al. 1992), différence de deux gaussiennes de même centre et de largeur ayant un rapport 1/2; lors de la détection des raies, une raie intense amène l'analyse en ondelettes à créer un artefact, deux aigrettes opposées de part et d'autre de la raie. L'algorithme n'est ici appliqué que pour les rotateurs rapides. Leurs raies élargies ne sont pas d'une forte intensité et le logiciel est parfaitement adapté à cette extraction de raies peu profondes d'un signal très bruité.

Pour chaque spectre traité, les raies sont extraites des 13 ordres utilisés en analysant le signal dans le plan temps-fréquence. On choisit de ne détecter les raies que dans l'intervalle de résolutions supérieures à 6, puisque l'élargissement Doppler fait que les raies sont visibles à grandes échelles. La table 3.3 liste les six étoiles sur lesquelles on a appliqué le filtrage par ondelettes. Leur vitesse de rotation projetée dépasse pour la plupart 250 km s<sup>-1</sup>. La conséquente amélioration de la fonction de corrélation résultant de ce filtrage sera discutée dans le §3.6.1.

HIP/TYC	T.S	V	S/B	$v \sin i$
15978	A0	7.65	93.4	270 <sup>†</sup>
50303	A0Vn	5.49	157.4	235 <sup>‡</sup> , 245 <sup>†</sup>
69784	—	10.71	31.7	300 <sup>†</sup>
77660	A3Vn	5.09	205.9	185 <sup>‡</sup> , 190 <sup>†</sup>
1442 0001 1	—	11.46	52.4	270 <sup>†</sup>
1444 1997 1	—	11.55	14.1	270 <sup>†</sup>

† Calcul par transformée de Fourier sur la raie du MgII (voir chapitre 2)

‡ Valeur extraite de Abt & Morrell (1995)

TAB. 3.3 - Liste des rotateurs rapides traités par l'analyse en ondelettes

Un modèle de bruit non-stationnaire additif est incorporé dans le programme. Il permet d'isoler le bruit qui varie beaucoup le long d'un même ordre du spectre échelle (comme on peut

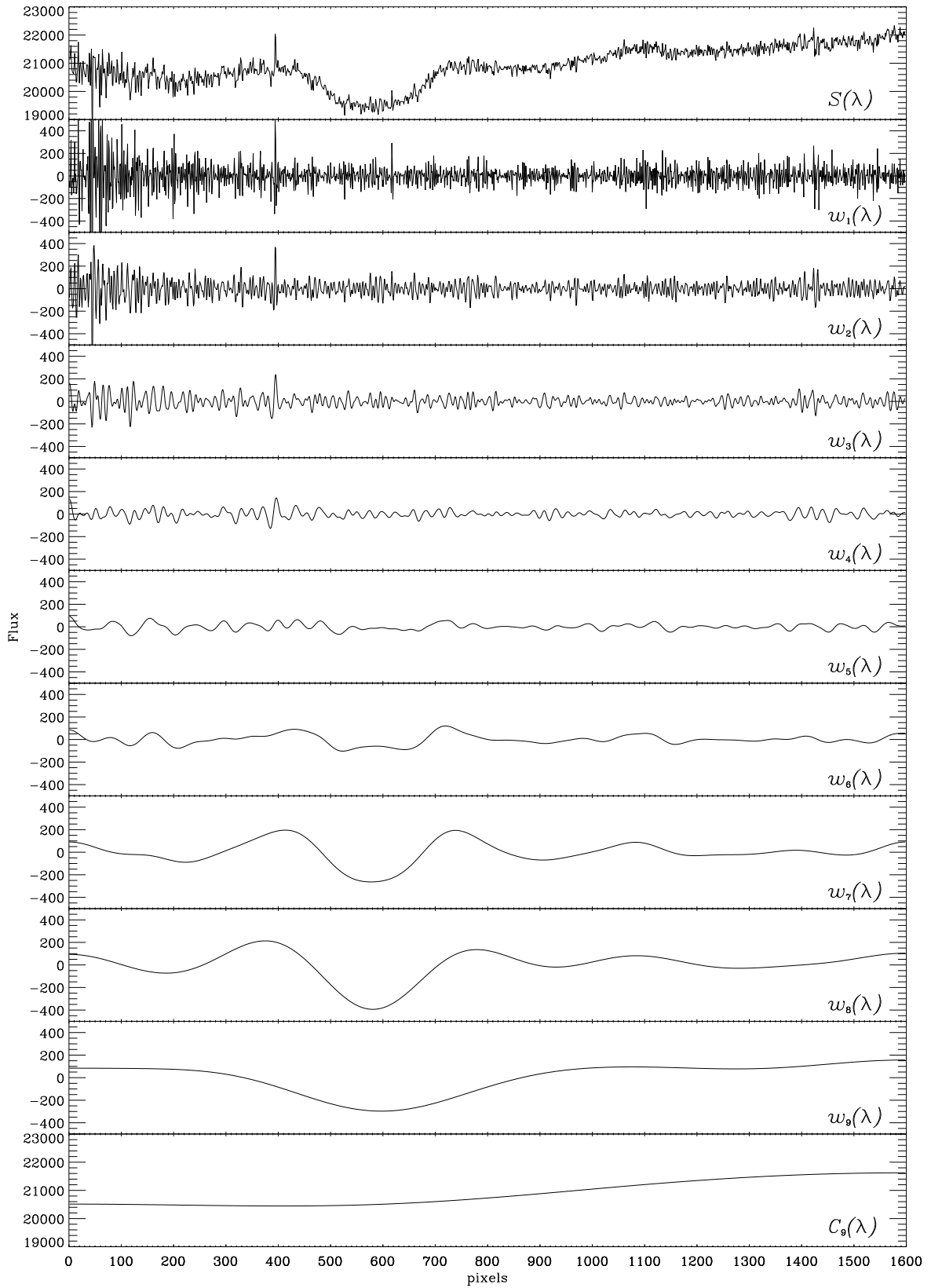


FIG. 3.5 - Exemple d'échelles d'ondelette pour un spectre  $S(\lambda)$  représentant l'ordre 21 et la raie du Mg II



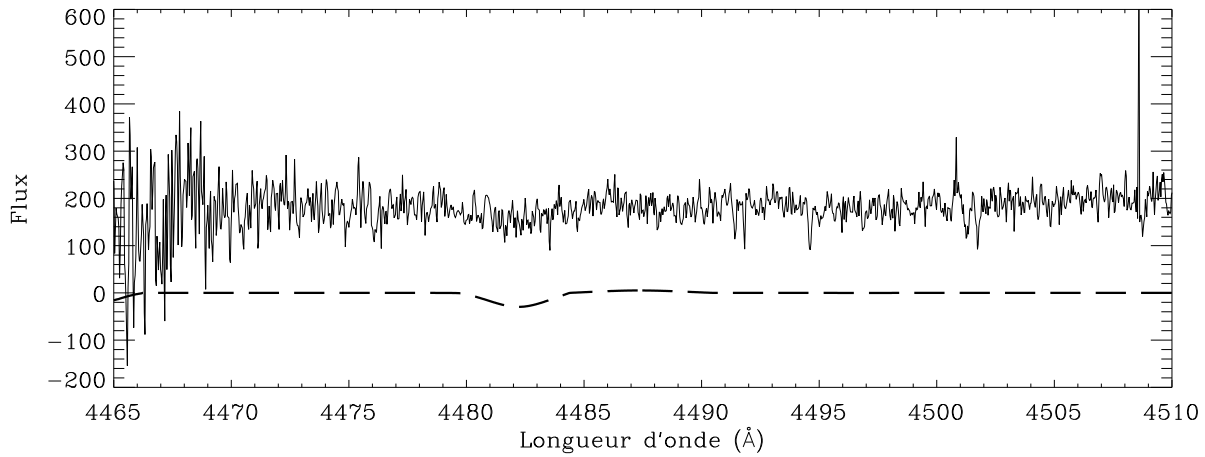


FIG. 3.6 - *Ordre 21 du spectre de l'étoile TYC 1444 1997 1 et extraction des raies par la méthode des ondelettes (— — —). L'algorithme extrait la raie du Mg II*

le voir sur les figures 3.5 et 3.6) et ceci à cause de la correction par la fonction de *blaze* effectuée sur le spectre lors du traitement en ligne (Baranne et al. 1996). Le résultat affiché dans la figure 3.6, calculé à partir du spectre ayant le plus bas rapport signal-sur-bruit ( $S/N = 14$ ), montre l'efficacité de la méthode à extraire les raies élargies même à partir d'un signal très bruité.

## 3.4 Calcul des vitesses radiales

### 3.4.1 Grille des masques synthétiques

Afin de palier au défaut du masque de type Coravel dans son application aux étoiles chaudes, ce sont des patrons de type stellaire construits à partir de modèles d'atmosphères qui sont employés ici. Une grille de spectres synthétiques a été constituée par Rosanna Faraggiana en utilisant les modèles de Kurucz (1993) implantés à l'Observatoire de Trieste par Fiorella Castelli. La résolution des spectres synthétiques est de  $\frac{\lambda}{\Delta\lambda} \sim 500\,000$ .

La grille a été calculée pour les paramètres suivants :

- domaine spectral : 3 900–5 200 Å,
- gravité de surface  $\log g = 4.0$ ,
- métallicité solaire :  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$  dex,
- $T_{\text{eff}} = 6\,000, 6\,500, 7\,500, 8\,500, 9\,200, 10\,000, 11\,000, 12\,500$  et  $15\,000$  K,
- divers élargissements de raies par rotation <sup>5</sup> dépendant de la  $T_{\text{eff}}$  du spectre (Figure 3.7).

Les 80 spectres synthétiques répartis dans le plan  $T_{\text{eff}}-v \sin i$  (Figure 3.7) vont permettre d'ajuster au mieux les spectres observés et d'obtenir le meilleur coefficient de corrélation entre les deux objets. Il est toujours possible d'affiner cette grille en diminuant le pas d'échantillonnage en  $T_{\text{eff}}$  et en  $v \sin i$ , en calculant également des spectres pour différentes gravités et métallicités.

<sup>5</sup>. Par commodité, l'élargissement par rotation appliqué aux spectres synthétiques, simulant l'effet du  $v \sin i$  observé, sera appelé  $v \sin i$ .

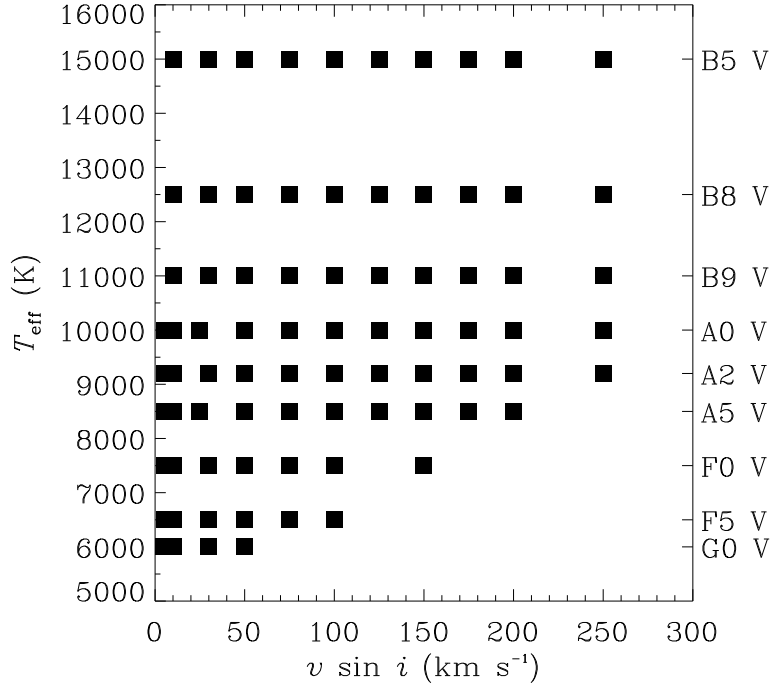


FIG. 3.7 - Répartition de la grille de masques synthétiques dans le plan  $T_{\text{eff}}-v \sin i$ . Les types spectraux correspondent approximativement à la température des spectres (Allen 1973)

### 3.4.2 Algorithme de calcul

Comme dit précédemment, les spectres collectés par le spectrographe Élodie sont découpés en 67 barreaux. Les 13 barreaux sélectionnés sur lesquels va porter la corrélation sont listés dans la table 3.2. Environ 500 Å du spectre sont ainsi utilisés. Les différentes étapes du traitement sont schématisées dans l'organigramme (Figure 3.8) et détaillées ci-dessous.

La normalisation [1] est décrite au §3.3.1. Pour que le décalage Doppler soit constant sur le domaine de corrélation, on transpose les spectres dans l'espace des logarithmes de longueur d'onde, sensiblement analogue à l'espace des vitesses [2]. En effet, le pas d'échantillonnage des spectres étant suffisamment petit, on a :

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} \approx \Delta(\log \lambda)$$

Le décalage devient ainsi uniforme, uniquement fonction de la vitesse radiale de l'étoile. On extrait alors du spectre synthétique les domaines correspondant au tableau des 13 ordres du spectre observé  $O'_i$  et on compose le tableau masque  $M_i$  ( $i \in [1, 13]$ ) [3]. On parcourt un intervalle de décalages  $[D_1, D_2]$  correspondant à l'intervalle de vitesses voulu, généralement de  $-300 \text{ km s}^{-1}$  à  $+300 \text{ km s}^{-1}$ . Pour chaque décalage  $\delta$ , on calcule le coefficient de corrélation linéaire entre le tableau  $O'$  et le tableau  $M$  décalé de la valeur  $\delta$  [4]:

$$r(O', M)_\delta = \frac{\text{cov}(O', M)_\delta}{\sigma(O')\sigma(M)_\delta}$$

où  $\text{cov}(O', M)_\delta$  représente la covariance du spectre observé  $O'$  et du masque  $M$  décalé de la valeur  $\delta$ ;  $\sigma(O')$  et  $\sigma(M)_\delta$  représentent leur écart-type respectif :

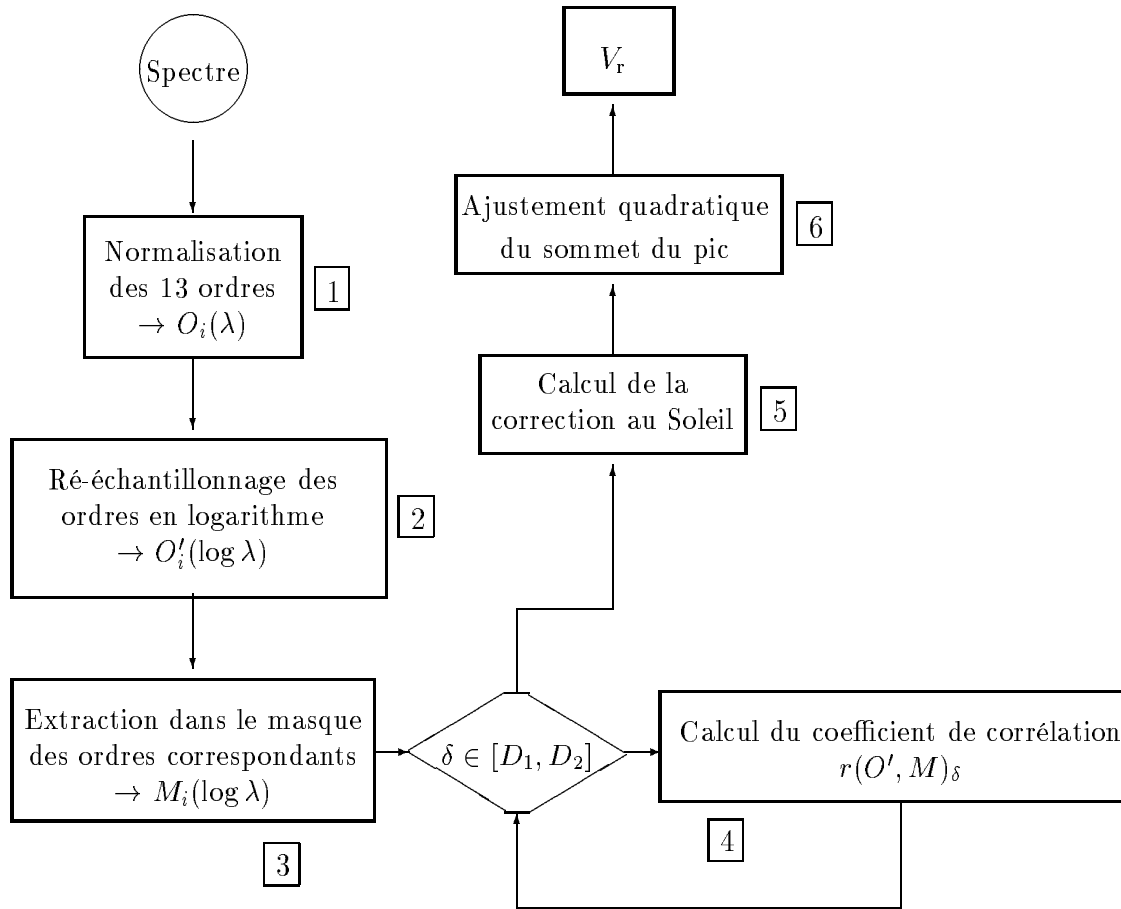


FIG. 3.8 - Organigramme du traitement des spectres échelle Élodie pour le calcul de la vitesse radiale par corrélation croisée

$$\begin{aligned} \text{cov}(O', M)_\delta &= N \sum_i \sum_l O'_i(l) M_i(l + \delta) - \sum_i \sum_l O'_i(l) \sum_i \sum_l M_i(l + \delta) \\ \sigma(O') &= \sqrt{\left( N \sum_i \sum_l O'_i(l)^2 - \left( \sum_i \sum_l O'_i(l) \right)^2 \right)} \\ \sigma(M)_\delta &= \sqrt{\left( N \sum_i \sum_l M_i(l + \delta)^2 - \left( \sum_i \sum_l M_i(l + \delta) \right)^2 \right)} \end{aligned}$$

$N$  est le nombre total de pixels sur le domaine de corrélation.  $\sum_l$  est la sommation sur les pixels d'un ordre et  $\sum_i$  est la sommation sur les 13 ordres.

On calcule la correction héliocentrique [5] pour corriger la valeur du mouvement orbital de la Terre et de son mouvement de rotation sur elle-même, ceci grâce à l'algorithme disponible dans MIDAS (Stumpff 1980). La vitesse radiale est par la suite déterminée en ajustant sur le

sommet du pic de corrélation  $r(O', M)$  une parabole des moindres carrés [6] — on entend par sommet la partie de la fonction de corrélation où sa valeur est comprise entre 90 % et 100 % de son maximum. En effet, si l'ajustement gaussien se prête tout à fait à la forme de la fonction de corrélation pour les étoiles à faible rotation, il en est autrement lorsque les étoiles tournent à de grandes vitesses, élargissant le pic de corrélation. On se focalise ainsi sur l'information que la fonction de corrélation nous donne sur la vitesse radiale plutôt que sur l'allure globale du pic. Cette dernière ne sera utilisée que dans le cas des binaires spectroscopiques.

### 3.4.3 Exemple de calcul

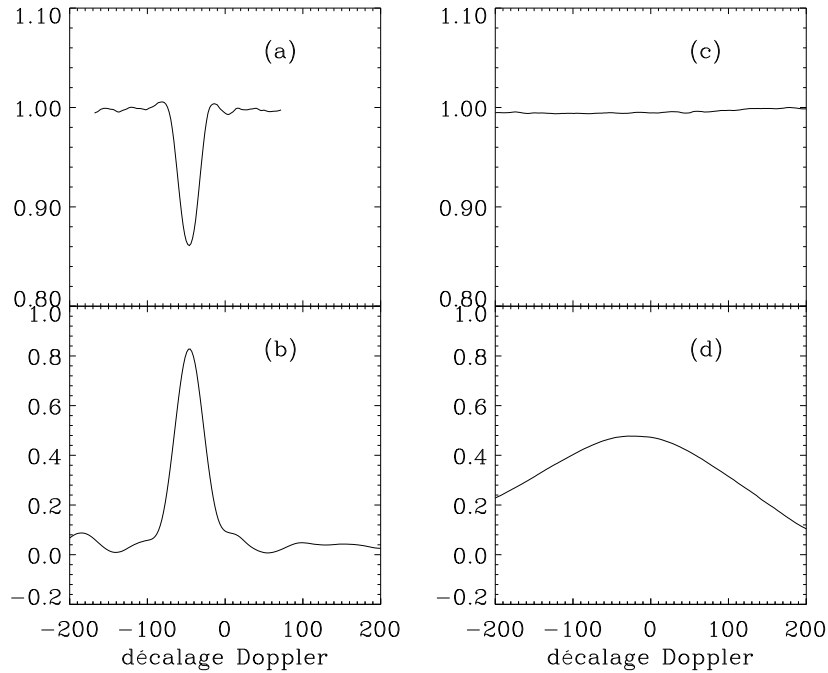


FIG. 3.9 - Fonctions de corrélation entre (a) TYC 1449 204 1 et le masque de Grenier et al. (1995), (b) TYC 1449 204 1 et un spectre synthétique de paramètres  $T_{\text{eff}} = 8500 \text{ K}$  et  $v \sin i = 25 \text{ km s}^{-1}$ , (c) HIP 51556 et le masque de Grenier et al. (1995), (d) HIP 51556 et un spectre synthétique de paramètres  $T_{\text{eff}} = 9200 \text{ K}$  et  $v \sin i = 175 \text{ km s}^{-1}$

La figure 3.9 illustre la comparaison de deux pics de corrélation obtenus avec la méthode exposée ci-avant et des pics correspondants calculés en ligne avec le logiciel associé à Élodie en utilisant le masque fabriqué par Grenier et al. (1995). Les étoiles en question sont celles dont l'ordre 21 est affiché dans la figure 3.4. On remarque que pour l'étoile à faible  $v \sin i$ , la corrélation est plus forte avec le spectre synthétique, ce dernier ayant une ressemblance plus forte au spectre observé que le masque aux raies à profil rectangulaire. La méthode en ligne utilisant le masque de type Coravel ne fait pas ressortir de pic pour le rotateur rapide alors que la corrélation avec le spectre stellaire synthétique donne un pic très bien défini. D'après Grenier et al., la limite du masque de type Coravel se situe autour de  $v \sin i = 80 \text{ km s}^{-1}$ . La méthode développée ici, la repousse au delà de  $200 \text{ km s}^{-1}$ .

### 3.5 Précision de la vitesse radiale

La part que joue l'instrumentation dans la précision obtenue sur la mesure de la vitesse radiale est importante. La grande qualité du spectrographe Élodie vient de sa stabilité en longueur d'onde. D'une grande inertie thermique, reclus dans une chambre thermostatée, l'instrument est peu sensible à la température (Baranne et al. 1996). La température est de plus l'objet d'un contrôle constant : celles du spectrographe sont mesurées à différents endroits toutes les minutes, et celle du CCD à un rythme deux fois moindre.

Au cours de chaque nuit, l'instrument est réétalonné par des poses sur les lampes au thorium pour la calibration en longueur d'onde. L'opération est répétée plusieurs fois, ainsi qu'en cas de variations trop importantes de température ou de pression atmosphérique susceptibles d'introduire un décalage en longueur d'onde.

La détermination des vitesses radiales pour les étoiles chaudes pose des problèmes spécifiques liés aux spectres de ce type d'étoiles. Comme le disent Morse et al. (1991), il est difficile d'obtenir une grande précision sur la mesure des vitesses radiales des étoiles de type O, B et A du fait que leur spectre est faiblement fourni en raies et que leur vitesse de rotation est souvent élevée. Un grand domaine spectral comme celui couvert par Élodie et sa résolution de  $\sim 40\,000$  sont bien adaptés à la mesure de vitesses radiales plus précises que  $1\text{ km s}^{-1}$ .

Les différentes sources d'erreurs, décalages systématiques inhérents à la méthode de corrélation, ou dispersion des mesures, sont décrites dans le but d'évaluer la précision obtenue sur le calcul de la vitesse radiale.

#### 3.5.1 Appariement dans la plan $T_{\text{eff}}-v \sin i$

La premier effet qui peut intervenir est lorsque le spectre observé et son masque ne correspondent pas entre eux. Si la corrélation est faible entre les deux objets, le profil de corrélation ne donnera que peu d'information, voire pas du tout, sur la vitesse radiale. On va donc quantifier cet effet en corrélant entre eux les éléments de la grille de spectres synthétiques, et ce de manière analogue au traitement subi par les spectres observés. La vitesse radiale des masques étant  $0.0\text{ km s}^{-1}$  par construction, le profil de corrélation entre deux masques nous donnera le décalage systématique qui se produit lorsque les masques diffèrent de position dans la plan  $T_{\text{eff}}-v \sin i$ .

La figure 3.10 est un extrait des quelques 6 000 fonctions de corrélation calculées pour chaque paire de spectres synthétiques. Elle illustre la variation de la forme du pic de corrélation lorsque les deux objets corrélés ne sont pas appariés en  $T_{\text{eff}}$  et  $v \sin i$ . Le même spectre ( $T_{\text{eff}} = 10\,000\text{ K}$ ,  $v \sin i = 25\text{ km s}^{-1}$ ) est corrélé avec divers éléments de la grille et l'évolution de la forme, de la position du sommet et de la valeur du coefficient de corrélation peut y être observée. Les déformations majeures de la fonction de corrélation se produisent pour les  $v \sin i$  élevés.

La figure 3.11 représente une corrélation « éclatée » sur les 13 ordres séparément pour montrer comment varie la fonction de corrélation suivant le domaine de longueur d'onde, le long des  $500\text{ \AA}$  utilisés.

La table 3.4 indique le décalage systématique sur la vitesse radiale pour des couples de  $v \sin i$  objet-masque à différentes  $T_{\text{eff}}$ . Quelle que soit la température, si les vitesses de rotation du couple objet-masque sont toutes deux inférieures à  $100\text{ km s}^{-1}$ , le mauvais ajustement en  $v \sin i$  n'induit qu'un décalage inférieur à  $0.2\text{ km s}^{-1}$ . Pour des  $v \sin i$  de  $100\text{ km s}^{-1}$  et au-delà, le décalage est plus important et augmente avec l'élargissement Doppler. Un écart de  $50\text{ km s}^{-1}$  en  $v \sin i$  décale le pic de  $2\text{ km s}^{-1}$  en moyenne pour des rotateurs tournant à  $200\text{ km s}^{-1}$ . C'est typiquement l'effet du *blend* qui lorsque les raies se mélangent fausse les positions du sommet de ces dernières (Figure 3.12). Tant que le nombre de raies est suffisant (pour  $v \sin i < 100\text{ km s}^{-1}$ ),

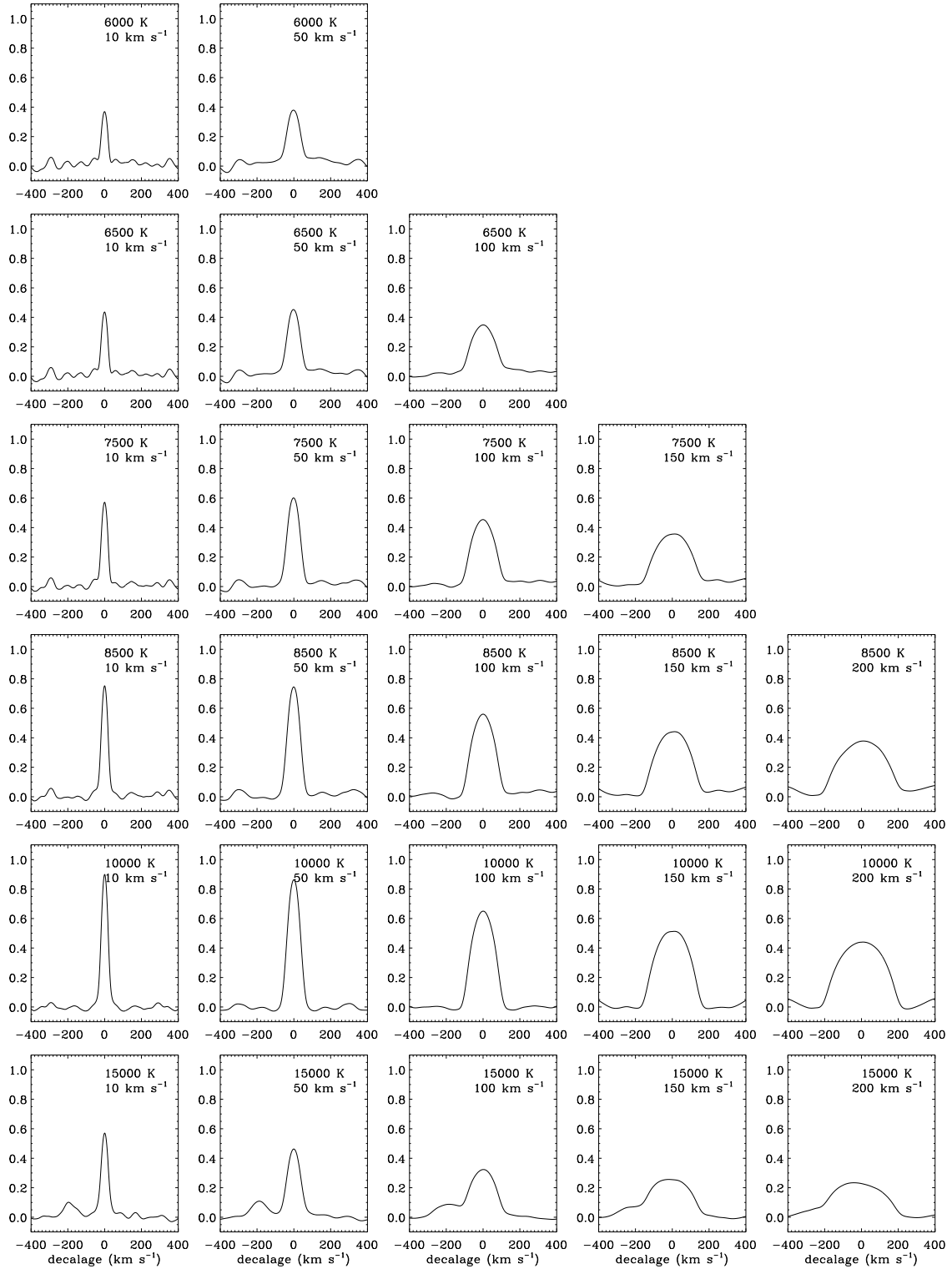


FIG. 3.10 - Différents pics de corrélation entre un spectre synthétique ( $T_{\text{eff}} = 10\,000\text{ K}$ ,  $v \sin i = 25\text{ km s}^{-1}$ ) et les éléments de la grille indiqués dans chaque graphique

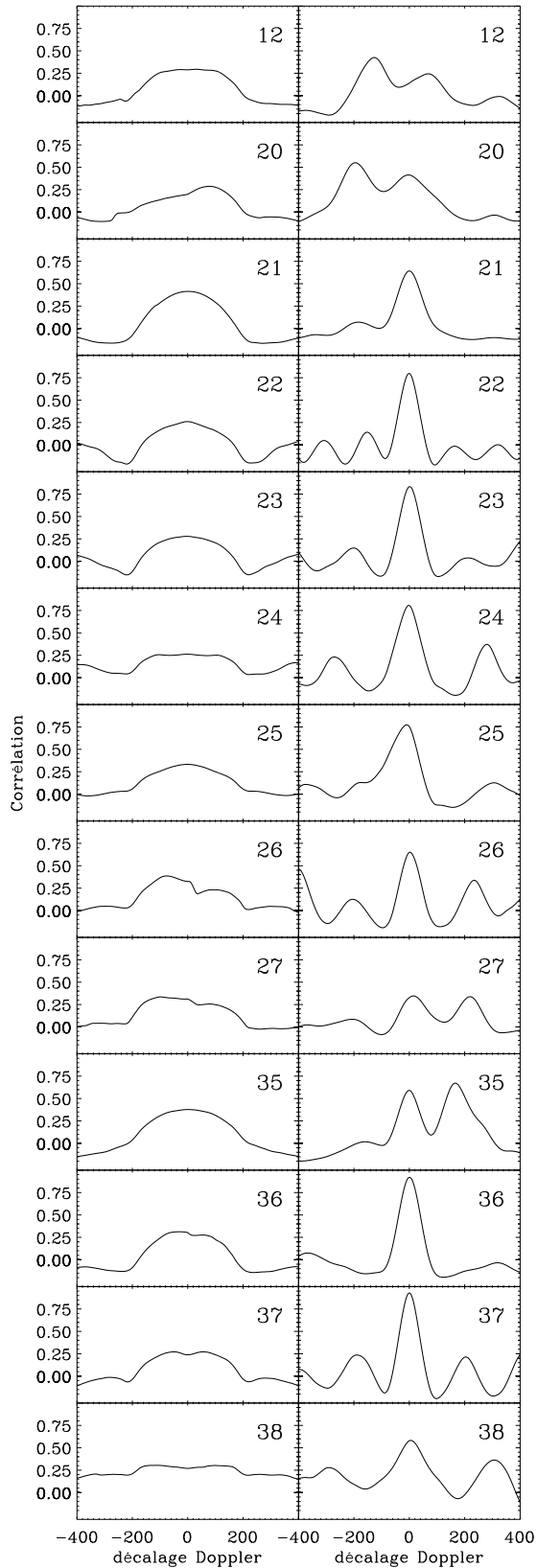


FIG. 3.11 - *Corrélation séparée des ordres: la colonne de gauche représente la corrélation entre deux spectres synthétiques de  $T_{\text{eff}} = 10000 \text{ K}$  et de  $v \sin i$  10 et 200  $\text{km s}^{-1}$ ; la colonne de droite représente la corrélation de deux spectres synthétiques de même  $v \sin i$  (25  $\text{km s}^{-1}$ ) et de température effective différente (10000 et 15000 K). On y remarque la variation de l'allure suivant le domaine spectral où est effectué la corrélation croisée (le chiffre dans le coin droit indique le numéro de l'ordre, cf. Table 3.2)*

*Dans la corrélation d'objets de faible  $v \sin i$  (droite), le pic est le mieux défini sur les ordres les mieux fournis en raies (21 à 24 et 36), sur les autres la différence en température produit des signatures d'anticorrélation qui l'emportent et déforment le pic.*

*L'allure du pic lorsque l'écart des spectres en  $v \sin i$  est important (gauche) varie selon que le domaine sur lequel porte la corrélation est sujet au « blend » ou non. Un ordre comme le 21 donne un pic assez propre du fait de la présence de l'intense raie du Mg II*

$T_{\text{eff}} = 6500 \text{ K}$										
$v \sin i$	$v \sin i$					$v \sin i$				
	5	10	30	50	100					
10	-0.00	0.00	-0.05	-0.16	0.32					
50	0.18	0.16	0.05	0.00	-0.03					
100	-0.36	-0.32	-0.16	0.03	0.00					

$T_{\text{eff}} = 7500 \text{ K}$							
$v \sin i$	$v \sin i$				$v \sin i$		
	5	10	30	50	75	100	150
10	0.00	0.00	-0.06	-0.19	-0.14	0.06	1.90
50	0.20	0.19	0.05	0.00	-0.06	-0.01	0.93
100	-0.11	-0.06	-0.08	0.01	0.03	0.00	0.21
150	-2.13	-1.90	-1.49	-0.93	-0.34	-0.21	0.00

$T_{\text{eff}} = 8500 \text{ K}$										
$v \sin i$	$v \sin i$					$v \sin i$				
	5	10	25	50	75	100	125	150	175	200
10	-0.01	0.00	-0.02	-0.17	-0.05	0.23	1.14	2.14	2.94	4.23
50	0.16	0.17	0.07	0.00	-0.00	0.19	0.74	1.49	2.24	3.54
100	-0.31	-0.23	-0.26	-0.19	-0.09	0.00	0.35	0.99	1.90	3.13
150	-2.54	-2.14	-1.98	-1.49	-1.13	-0.98	-0.55	0.00	0.71	1.80
200	-4.80	-4.23	-4.13	-3.54	-3.11	-3.13	-2.63	-1.80	-0.91	0.00

$T_{\text{eff}} = 10000 \text{ K}$											
$v \sin i$	$v \sin i$					$v \sin i$					
	5	10	25	50	75	100	125	150	175	200	250
10	-0.03	0.00	-0.01	-0.08	0.02	0.23	1.31	2.95	4.13	5.51	10.23
50	0.06	0.08	0.03	0.00	0.03	0.28	1.27	2.69	3.93	5.38	8.91
100	-0.35	-0.23	-0.24	-0.28	-0.19	0.00	0.97	2.62	4.58	6.66	10.64
150	-3.36	-2.95	-2.77	-2.69	-2.62	-2.62	-1.53	0.00	1.69	3.85	8.88
200	-6.02	-5.51	-5.34	-5.38	-5.79	-6.66	-5.95	-3.85	-1.81	0.00	3.72

$T_{\text{eff}} = 15000 \text{ K}$										
$v \sin i$	$v \sin i$					$v \sin i$				
	10	30	50	75	100	125	150	175	200	250
10	0.00	-0.01	-0.01	-0.08	0.41	0.78	1.58	2.25	3.39	3.72
50	0.01	0.01	0.00	-0.17	0.19	0.42	1.04	1.56	2.50	2.79
100	-0.41	-0.25	-0.19	-0.32	0.00	0.31	0.92	1.50	2.31	2.92
150	-1.58	-1.21	-1.04	-1.10	-0.92	-0.67	0.00	0.70	1.57	2.79
200	-3.39	-2.81	-2.50	-2.47	-2.31	-2.18	-1.57	-0.86	0.00	1.22

Tab. 3.4 - Décalages en vitesses ( $\text{kms}^{-1}$ ) dus à une mauvaise correspondance des spectres en vitesse de rotation



$v \sin i = 10 \text{ km s}^{-1}$									
$T_{\text{eff}}$	$T_{\text{eff}}$								
	6000	6500	7500	8500	9200	10000	11000	12500	15000
6500	-0.02	0.00	0.03	0.07	0.15	0.20	0.22	0.15	0.30
7500	-0.04	-0.03	0.00	0.04	0.10	0.16	0.19	0.13	0.27
8500	-0.09	-0.07	-0.04	0.00	0.05	0.09	0.12	0.11	0.31
10000	-0.19	-0.20	-0.16	-0.09	-0.04	0.00	0.04	0.09	0.32
15000	-0.39	-0.30	-0.27	-0.31	-0.34	-0.32	-0.25	-0.14	0.00

$v \sin i = 50 \text{ km s}^{-1}$									
$T_{\text{eff}}$	$T_{\text{eff}}$								
	6000	6500	7500	8500	9200	10000	11000	12500	15000
6500	-0.04	0.00	0.09	0.50	1.03	1.33	1.60	1.11	-3.09
7500	-0.11	-0.09	0.00	0.47	0.96	1.20	1.28	0.74	-1.60
8500	-0.48	-0.50	-0.47	0.00	0.41	0.53	0.50	0.11	-0.96
10000	-1.25	-1.33	-1.20	-0.53	-0.12	0.00	0.02	-0.04	-0.14
15000	3.19	3.09	1.60	0.96	0.47	0.14	-0.09	-0.18	0.00

$v \sin i = 100 \text{ km s}^{-1}$									
$T_{\text{eff}}$	$T_{\text{eff}}$								
	6500	7500	8500	9200	10000	11000	12500	15000	
6500	0.00	0.39	1.07	0.71	-0.78	-3.89	-12.90	-71.61	
7500	-0.39	0.00	0.89	0.90	0.08	-1.58	-6.43	-33.38	
8500	-1.07	-0.89	0.00	0.09	-0.54	-1.55	-4.07	-13.55	
10000	0.78	-0.08	0.54	0.51	0.00	-0.38	-0.99	-2.24	
15000	71.61	33.38	13.55	6.28	2.24	0.24	-0.69	0.00	

$v \sin i = 150 \text{ km s}^{-1}$									
$T_{\text{eff}}$	$T_{\text{eff}}$								
	7500	8500	9200	10000	11000	12500	15000		
7500	0.00	1.57	1.21	-1.05	-5.53	-18.32	-84.58		
8500	-1.57	0.00	-0.06	-1.47	-4.31	-11.75	-40.09		
10000	1.05	1.47	1.03	0.00	-1.73	-5.31	-11.83		
15000	84.58	40.09	21.42	11.83	5.61	0.65	0.00		

$v \sin i = 200 \text{ km s}^{-1}$									
$T_{\text{eff}}$	$T_{\text{eff}}$								
	8500	9200	10000	11000	12500	15000			
8500	0.00	-0.21	-2.97	-8.26	-20.26	-59.07			
10000	2.97	2.14	0.00	-3.58	-9.59	-18.05			
15000	59.07	31.86	18.05	8.77	1.21	0.00			

TAB. 3.5 - Décalages en vitesses ( $\text{km s}^{-1}$ ) dus à une mauvaise correspondance des spectres en température effective. Les décalages pour les  $v \sin i$  de 150 et 200  $\text{km s}^{-1}$  et les grandes différences de  $T_{\text{eff}}$  sont très grands : deux spectres de températures effectives si différentes n'ont plus de raies en commun

les effets de *blend* s'annulent statistiquement, ce qui n'est plus le cas au delà de  $100 \text{ km s}^{-1}$ .

La table 3.5 représente les décalages systématiques sur la vitesse radiale pour des paires de  $T_{\text{eff}}$  objet–masque et pour différentes valeurs du  $v \sin i$ . On y remarque que lorsque le  $v \sin i$  est faible ( $50 \text{ km s}^{-1}$  ou moins) le décalage est inférieur à  $0.5 \text{ km s}^{-1}$  même pour une différence de cinq classes spectrales entre l'objet et le masque. Pour des valeurs supérieures du  $v \sin i$  le décalage systématique est plus sensible à l'écart de température effective. Le décalage atteint plusieurs dizaines de  $\text{km s}^{-1}$  pour les  $v \sin i$  de l'ordre de  $200 \text{ km s}^{-1}$  et les grandes différences de  $T_{\text{eff}}$ . En effet, comme les raies d'hydrogène ne font pas partie du domaine de corrélation, deux spectres de température effective très différentes n'ont plus aucune raie spectrale en commun. Ils peuvent donner des indications dans le cas de systèmes multiples dont les composantes sont de type spectral très différent.

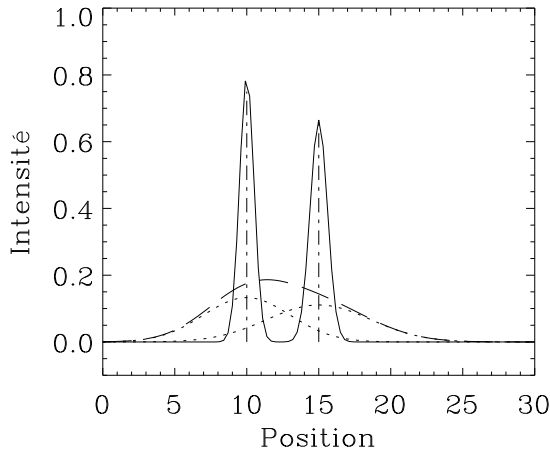


FIG. 3.12 - *Illustration du blend de raies spectrales. Les 2 gaussiennes de la figure se mélangent lorsque leur profil est élargi (par la rotation). Il en résulte que l'information sur la position des raies portée par les sommets respectifs de ces dernières est perdue, le sommet du « blend » n'indique en rien la vitesse radiale de l'étoile*

### 3.5.2 Mesures d'étoiles standard

Pour tester le point zéro de la méthode, elle a été appliquée sur des spectres d'étoiles « standard ». La table 3.6 en donne la liste ainsi que les différentes valeurs de vitesse radiale.

Quatre étoiles de la liste des standard de vitesse radiale de l'UAI ont été observées lors des différentes missions. La différence moyenne des valeurs obtenues avec Élodie et des valeurs standard est de  $\langle \Delta V_r \rangle = \langle V_{\text{UAI}} - V_{\text{Élo}} \rangle = 0.09 \pm 0.11 \text{ km s}^{-1}$ . Les étoiles HIP 16852 et HIP 50564 sont, parmi les quatre standard froids utilisés, celles dont le type spectral est le plus précoce. La grille de spectres synthétiques allant jusqu'au type G0, ces étoiles ont pu être traitées par la corrélation croisée. La différence moyenne avec les valeurs trouvées ici est de  $\langle \Delta V_r \rangle = \langle V_{\text{litt.}} - V_{\text{corr.}} \rangle = -0.17 \pm 0.14 \text{ km s}^{-1}$ .

HIP 60514, HIP 97087 et HIP 101867 font partie des étoiles A candidates au statut de standard en vitesse radiale d'après Fekel (1985). Elles ont de faibles vitesses de rotation (typiquement  $< 55 \text{ km s}^{-1}$ ) et sont reprises dans le rapport de la Commission 30 (Fekel 1991). L'écart entre les mesures calculées ici et les valeurs trouvées dans la littérature sont ici plus larges que dans le cas des étoiles froides, la différence moyenne avec les valeurs de Fekel (1998) est  $\langle \Delta V_r \rangle = -0.69 \pm 0.33 \text{ km s}^{-1}$ , mais la dispersion est également importante dans les mesures de la littérature. De plus, HIP 60514 est variable pour Fekel (1998), et la différence pour HIP 97087 seule tombe à  $-0.36 \text{ km s}^{-1}$ .

Il n'apparaît pas d'écart systématique significatif avec le système international. Ce résultat pourra être confirmé par des observations ultérieures.

HIP	HD	T.S	$v \sin i$		corrélation			$V_{\text{Élo}}$	$V_r$ littérature		
			Réf.	$T_{\text{eff}}$	$v \sin i$	$V_r$	UAI		Mayor85	Steph.	
16852	22484	F9IV-V	10	★	6 000	5	+28.28	+28.09	+27.9	+27.83	+28.06
47908	84441	G1II						+4.40	+4.8	+4.04	
50564	89449	F6IV	15	★	6 500	10	+6.47	+6.33	+6.5	+5.95	+6.41
69673	124897	K1.5III						-5.29	-5.3	-5.86	-5.01

HIP	HD	T.S	$v \sin i$		corrélation			$V_{\text{Élo}}$	$V_r$ littérature		
			Réf.	$T_{\text{eff}}$	$v \sin i$	$V_r$	Fekel		Morse	Liu	
60514	107966	A3V	40	★	9 200	50	-0.9	-1.7	+0.0±0.6	-2.5±2.8	
97087	186568	B8III	25	★	12 500	30	-9.2	-10.1	-8.8±0.1	-8.8±1.5	-6.5
101867	196724	A0V	40	★	10 000	50	-21.6	-27.9		-12.0±3.7	-19.0

TAB. 3.6 - *Étoiles standard. Col.1–2: identificateurs, Col.3: type spectral extrait du catalogue Hipparcos, Col.4–5:  $v \sin i$  extrait de la littérature (★ Abt & Morrell 1995, ★★ Uesugi & Fukuda 1982), Col.6–7: paramètres du masque synthétique, Col.8: vitesse radiale calculée par corrélation croisée, Col.9: vitesse calculée en ligne sur Élodie, Col.10–12: vitesses radiales extraites de la littérature (UAI.; Mayor85: Mayor & Maurice 1985, Steph.: Stephanik & Latham 1991, Fekel: Fekel 1998, Morse: Morse et al. 1991, Liu: Liu et al. 1989)*

### 3.5.3 Estimation des erreurs

Morse et al. (1991) ont développé une technique similaire pour l'obtention de vitesses radiales pour les étoiles chaudes (types O–B et A). Ils utilisent des spectres ayant une résolution d'approximativement  $40 \text{ km s}^{-1}$ . C'est principalement les raies d'hydrogène qui servent dans leur mesure, leurs domaines spectraux étant centrés, l'un autour de H $\delta$  (4 010 – 4 140 Å) et l'autre autour du début de la série de Balmer, non loin de la discontinuité (3 710 – 3 850 Å). La corrélation croisée avec une grille de spectres synthétiques leur permet d'obtenir une précision qui oscille en pratique entre 1 et  $3 \text{ km s}^{-1}$ , dépendant principalement de la rotation de l'étoile. Ils trouvent que le domaine près de la discontinuité de Balmer est plus performant dans le calcul de la vitesse radiale des rotateurs rapides que celui centré sur H $\delta$ , ce qui découle de la présence des nombreuses raies d'hydrogène qui seules sont détectables dans le spectre d'étoiles à rotation rapide.

#### Erreur externe

HIP	HD	T.S	$v \sin i$	corrélation			$E$
				$T_{\text{eff}}$	$v \sin i$	$V_r$	
4436	5448	A5V	65	8 500	75	+2.7	±0.2
79463	145788	A1V	10	9 200	5	-13.4	±0.1
86178	160054	A5V	100	8 500	100	-15.1	±0.3
96288	184875	A2V	75	9 200	100	-4.0	±0.3

TAB. 3.7 - *Col.1–2: identificateurs, Col.3: type spectral extrait du catalogue Hipparcos, Col.4:  $v \sin i$  extrait de Abt & Morrell (1995), Col.5–6: paramètres du masque synthétique, Col.7: vitesse radiale calculée par corrélation croisée, Col.8: erreur externe sur la vitesse radiale*

Les étoiles HIP 4436, 79463, 86178 et 96288 ont été observées à plusieurs reprises (4 fois, dans un laps de temps réduit allant d'une nuit à quatre jours) pour évaluer la dispersion obtenue sur la mesure de différents spectres d'une même étoile. Elles ont été choisies pour avoir un éventail

de  $v \sin i$  afin de quantifier l'effet de la rotation sur l'erreur externe des mesures :

$$E = \sqrt{\frac{1}{N(N-1)} \sum_{k=1}^N (V_i - \overline{V_r})^2}$$

On remarque en effet que la dispersion augmente avec le  $v \sin i$  de l'étoile. De  $0.1 \text{ km s}^{-1}$  pour une faible vitesse de rotation, le  $\sigma_{V_r}$  atteint  $0.3 \text{ km s}^{-1}$  pour un rotateur tournant à  $100 \text{ km s}^{-1}$ . L'ordre de grandeur de l'imprécision sur la position du sommet causée par la largeur des raies reste donc inférieur à  $0.5 \text{ km s}^{-1}$  pour  $v \sin i \lesssim 100 \text{ km s}^{-1}$ .

### Erreur interne

La principale source d'erreur provient du choix du masque et peut être estimée par l'écart donné par la corrélation de deux masques adjacents dans la grille synthétique. L'erreur associée à chaque vitesse radiale est donc attribuée selon cet écart calculé dans les tables 3.4 et 3.5 et donnée dans la table 3.8. Le coefficient de corrélation est aussi un indicateur de la qualité de la vitesse déduite de la position du pic, puisqu'il mesure de combien le spectre observé s'éloigne du masque synthétique auquel il est comparé. Il dépend ainsi du rapport signal-sur-bruit comme le montre la figure 3.13, mais aussi des caractéristiques intrinsèques de l'étoile faisant qu'elle diffère du modèle synthétique correspondant à une étoile normale (système multiple, étoile particulière ou déficiente). Quantifier son effet est difficile et nécessite un plus grand échantillon d'observations et notamment des mêmes étoiles observées avec différents rapports signal-sur-bruit.

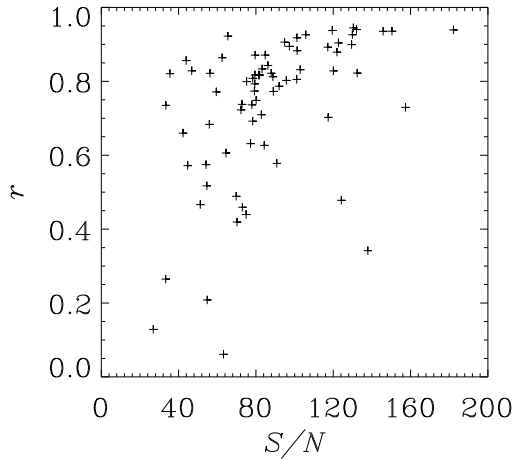


FIG. 3.13 - Relation rapport signal-sur-bruit – coefficient de corrélation pour les étoiles observées figurant dans la table 3.9

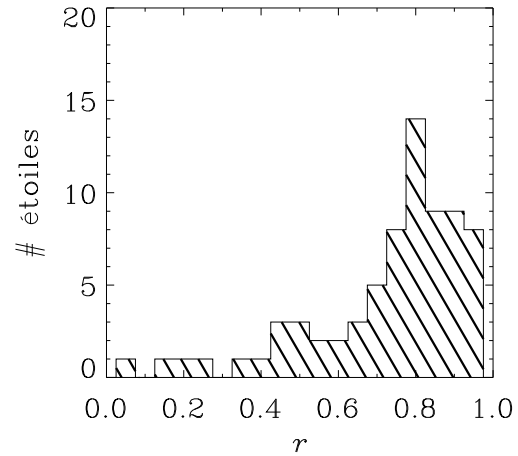


FIG. 3.14 - Distribution des coefficients de corrélation pour les étoiles observées figurant dans la table 3.9

Verschueren (1991) approche la formulation de l'erreur interne minimale sur la vitesse radiale due au bruit de photon par :

$$\varepsilon_{\min} \cong \frac{\sqrt{\sigma} \sqrt{res}}{\sqrt{L} \mathcal{I} S/N}$$

où  $L$  représente le nombre de raies dans l'intervalle spectral considéré,  $\sigma$  leur largeur,  $\mathcal{I}$  leur profondeur ( $0 \leq \mathcal{I} \leq 1$ ),  $res$  la résolution du spectre et  $S/N$  le rapport signal-sur-bruit moyen.

$\varepsilon_{\min}$  vaut  $0.01 \text{ km s}^{-1}$  pour une étoile A à faible  $v \sin i$  ( $\sigma = 10 \text{ km s}^{-1}$ ,  $L = 180$ ,  $\mathcal{I} = 0.6$ ) observée avec  $S/N = 100$  et atteint  $2.1 \text{ km s}^{-1}$  dans le cas défavorable d'une étoile tournant vite ( $\sigma = 200 \text{ km s}^{-1}$ ,  $L = 9$ ,  $\mathcal{I} = 0.2$ ) avec un  $S/N = 30$ .

L'estimation de l'erreur interne donnée dans la table 3.8 dépend uniquement du  $v \sin i$  du masque qui s'ajuste le mieux au spectre observé. Elle représente une limite inférieure qui correspond au cas où le coefficient de corrélation est très bon, proche de l'unité (dans notre échantillon, plus de la moitié des étoiles ont un coefficient de corrélation supérieur à 0.8, voir figure 3.14).

$v \sin i$	5	10	25	50	75	100	125	150	175	200	250
$\varepsilon_{V_r}$	0.1	0.1	0.1	0.2	0.3	0.6	1.0	1.5	1.9	2.6	4.5

TAB. 3.8 - Estimation de l'erreur sur la vitesse radiale fonction de la vitesse de rotation projetée

### 3.6 Résultats : vitesses radiales des étoiles observées

La vitesse radiale a été calculée pour chaque spectre observé en prenant la valeur du décalage entre le spectre et le masque synthétique donnant le coefficient de corrélation maximal. La table 3.9 donne les résultats obtenus pour chacun des spectres individuels d'étoiles traitées en tant qu'objet simple.

HIP / TYC	$\alpha_{2000}$			$\delta_{2000}$			$V$	$B - V$	TS	Jour julien -2 400 000	Masque		$V_r$	$r$
	h	m	s	°	'	"					$T_{\text{eff}}$	$v \sin i$		
2636	00	33	27.41	-66	45	52.7	9.89	0.411	F2V	50528.60490	8500	125	-3.4	0.57
7522	01	36	50.82	+33	39	36.3	8.55	0.248	A2	50071.31000	8500	100	-29.2	0.82
8387	01	48	10.90	+16	57	20.3	5.86	-0.039	B9.5V	50071.27850	11000	30	2.6	0.77
10371	02	13	38.71	+77	54	19.0	8.52	0.160	A2	50072.28580	9200	175	-17.8	0.63
10793	02	18	56.99	+28	38	33.6	5.29	0.037	A2V	50071.25620	10000	25	0.6	0.94
										50072.31390	10000	25	0.3	0.94
11037	02	22	06.93	+43	34	42.8	8.35	0.069	A0	50071.33800	10000	175	-10.1	0.69
12113	02	36	02.51	+06	25	57.0	7.00	0.353	A5	50071.35980	7500	5	28.3	0.86
18439	03	56	31.17	+26	44	34.6	8.76	0.501	A5	50071.39290	7500	30	8.8	0.89
21976	04	43	27.30	+04	57	49.7	8.07	0.376	A2	50072.40420	8500	5	-12.5	0.84
23169	04	59	04.26	+56	35	49.2	8.85	0.342	A2	50071.43820	8500	175	31.2	0.81
27511	05	49	32.94	+12	39	04.9	4.89	-0.068	B9IV	50071.46390	12500	30	20.9	0.82
28110	05	56	28.04	+09	30	33.9	5.97	-0.038	A0IV	50071.47160	10000	25	14.6	0.81
										50072.49970	10000	25	14.4	0.90
30060	06	19	37.39	+59	00	39.3	4.44	0.032	A2Vs	50071.48060	10000	50	-0.2	0.93
31710	06	37	59.64	+48	30	34.0	8.31	0.311	A2	50071.49650	8500	150	-54.2	0.68
32877	06	51	03.98	+64	20	23.7	7.97	0.254	B9	50071.51730	9200	150	-10.7	0.71
36145	07	26	42.86	+49	12	41.9	4.61	-0.001	A1V	50072.51110	10000	25	26.9	0.94
36366	07	29	06.61	+31	47	02.7	4.16	0.320	F0V...	50072.51970	7500	75	-4.4	0.90
39213	08	01	13.91	+04	52	47.2	5.65	0.013	A1V	50072.54550	9200	30	43.8	0.91
41307	08	25	39.67	-03	54	22.9	3.91	-0.012	A0V	50072.55260	10000	175	5.8	0.70
42028	08	34	01.64	-02	09	05.8	5.80	0.007	A1V	50528.31250	9200	5	3.0	0.92
42887	08	44	24.76	+24	47	50.8	9.32	0.316	F0	50071.57420	8500	5	58.4	0.75
43018	08	45	59.29	+13	15	49.6	8.70	0.042	A0V	50526.33990	10000	5	31.0	0.80
										50528.32600	10000	5	31.0	0.13
										50529.34250	10000	5	31.2	0.57

*suite sur la page suivante*

suite de la page précédente													
HIP / TYC	$\alpha_{2000}$			$\delta_{2000}$			$V$	$B - V$	TS	Jour julien	Masque	$V_r$	$r$
	h	m	s	°	'	"				-2400 000	$T_{\text{eff}}$	$v \sin i$	
										50530.37000	10000	5	31.0 0.79
45097	09	11	12.73	+80	49	44.2	6.37	0.385	F2	50529.31280	6500	100	-8.4 0.88
45337	09	14	22.14	+54	04	08.4	9.10	0.274	A2	50072.58420	8500	25	21.9 0.83
45510	09	16	27.21	+18	48	37.0	7.03	0.317	A3	50071.62730	8500	25	31.0 0.89
										50528.34360	8500	25	30.9 0.82
45557	09	17	07.56	+51	19	19.9	9.04	0.314	A3	50526.40560	8500	25	49.1 0.34
48221	09	49	53.45	+41	32	46.4	9.46	0.923	A0	50071.66800	9200	5	-106.7 0.42
48414	09	52	12.27	+02	27	14.0	6.02	-0.040	A0Vs	50072.64130	10000	25	104.1 0.87
										50198.32830	10000	25	104.1 0.94
49198	10	02	29.48	+14	33	27.0	7.99	0.119	A1V	50072.66740	9200	5	9.6 0.77
										50530.35170	9200	5	9.8 0.74
50303	10	16	14.48	+29	18	38.0	5.49	0.020	A0Vn	50530.38600	10000	250	16.2 0.73
50453	10	18	06.07	+32	07	59.3	8.20	0.119	A2	50072.70080	9200	75	56.8 0.85
										50529.37770	9200	75	60.3 0.70
51122	10	26	39.59	+06	03	07.6	8.33	0.240	A2	50526.47390	8500	5	37.1 0.83
51556	10	31	51.36	+32	22	46.3	5.90	0.114	A0IV	50530.39180	9200	175	-21.7 0.48
52478	10	43	43.32	+57	11	57.6	5.79	-0.038	A0Vs	50071.69720	10000	25	-15.0 0.93
52707	10	46	36.66	+11	11	04.0	8.77	0.129	A0	50198.36270	9200	5	205.3 0.66
54879	11	14	14.44	+15	25	47.1	3.33	-0.003	A2V	50071.71170	10000	25	7.3 0.94
56107	11	30	03.09	+31	58	39.4	10.80	0.130	A2	50526.53490	9200	5	39.1 0.21
57486	11	47	00.51	+31	50	08.8	10.75	-0.036	A	50528.39780	12500	10	91.5 0.30
58001	11	53	49.74	+53	41	41.0	2.41	0.044	A0V SB	50071.70450	10000	175	-14.4 0.82
3017 635 1	12	11	56.88	+40	15	26.3	11.02	0.062		50528.48880	9200	100	-48.1 0.35
59852	12	16	26.72	+07	21	19.5	8.40	0.317	A3	50528.55610	8500	125	-7.6 0.81
60720	12	26	37.69	+20	57	08.1	10.25	0.071	A0	50530.51980	9200	30	10.0 0.74
61353	12	34	20.20	+10	55	16.5	7.60	0.349	A5	50529.47660	7500	30	-2.6 0.73
61696	12	38	47.69	+39	18	32.9	7.60	0.047	A0p	50198.42200	10000	25	-129.7 0.47
62005	12	42	29.17	+01	19	45.1	8.50	0.113	A0	50529.54000	9200	125	18.4 0.72
1449 204 1	12	55	06.36	+17	04	55.5	10.65	0.137		50530.57930	8500	25	-46.4 0.83
63481	13	00	26.18	+35	45	20.7	9.56	-0.001	F2V+...	50530.62890	6500	30	-7.7 0.49
64528	13	13	33.32	+47	47	52.6	9.34	0.203	A3	50528.65020	9200	100	-76.2 0.52
64789	13	16	44.53	+19	48	54.4	7.57	0.289	A2	50198.50730	8500	100	-24.8 0.83
1466 632 1	13	44	16.83	+20	28	43.9	10.75	0.132		50526.60420	7500	5	-19.0 0.82
67599	13	51	05.29	-02	47	48.3	8.16	0.066	A0	50529.61320	10000	175	50.0 0.44
68983	14	07	22.09	+22	27	45.0	9.25	0.187	B9	50530.67480	9200	5	-29.2 0.80
71615	14	38	48.09	+07	54	41.1	8.73	-0.038	B9	50529.66120	12500	10	-81.6 0.58
75900	15	30	10.52	+23	45	20.3	7.61	0.029	A0	50199.52430	10000	75	-5.7 0.77
77933	15	54	56.85	+34	21	45.0	7.12	0.159	A2	50198.55810	8500	100	-11.8 0.82
77946	15	55	03.00	+05	04	11.9	8.60	0.386	F0V	50198.61180	7500	5	-64.5 0.83
78017	15	55	49.66	+58	54	42.2	6.31	-0.028	A0V	50526.68550	10000	175	-11.4 0.46
84631	17	18	04.93	+17	19	04.5	6.00	0.015	A1V	50199.62720	10000	50	3.5 0.88
87118	17	47	58.57	+39	58	49.8	7.61	0.194	A0	50197.63890	9200	30	-43.9 0.86
89102	18	11	06.37	+50	47	33.1	8.95	0.020	A0	50199.56770	10000	25	-173.4 0.26
93194	18	58	56.62	+32	41	22.4	3.25	-0.049	B9III	50199.60490	10000	100	-21.4 0.61
117998	23	56	04.86	+14	50	32.2	8.30	0.283	A0	50072.25030	9200	150	-3.5 0.63

TAB. 3.9 - Résultats : Col.1 : identificateur, Col.2-3 : coordonnées équatoriales J2000, Col.4 : magnitude  $V$ , Col.5 : indice de couleur  $B - V$ , Col.6 : type spectral, Col.7 : jour julien de l'observation (-2400 000), Col.8-9 : paramètres du masque synthétique optimal, Col.10 : vitesse radiale de l'étoile, Col.11 : coefficient de corrélation

### 3.6.1 Rotateurs rapides

Comme on l'a vu dans le §3.3.2, les étoiles subissant un fort élargissement rotationnel ( $v \sin i \gtrsim 200 \text{ km s}^{-1}$ ) ont fait l'objet d'un traitement particulier.

Lorsqu'il détaille le modèle de corrélation croisée numérique traitant en ligne les spectres acquis par Élodie, Queloz (1995) écrit que l'intensité du pic de corrélation est directement proportionnelle au contraste moyen des raies du spectre. Dans la corrélation avec des spectres synthétiques, le rapport signal-sur-bruit du spectre observé est un des facteurs principaux agissant sur l'intensité du pic de corrélation. Lorsque l'élargissement rotationnel fait que les raies ont très peu de contraste avec le continu et si le rapport signal-sur-bruit est faible, les raies sont noyées dans le bruit ; le pic de corrélation est alors de faible intensité et très sensible aux diverses signatures de corrélation–anticorrélation qui apparaissent dans la fonction de corrélation et cette déformation affecte la mesure de la vitesse radiale par le biais de l'ajustement parabolique (page 39). Pour améliorer  $r$  et ainsi la détermination de la position du pic de corrélation, on agit sur le rapport  $S/B$  en traitant le spectre par les ondelettes.

La figure 3.15 montre l'apport amené par l'utilisation des raies extraites par la méthode en ondelettes plutôt que le spectre brut. Lorsque le rapport signal-sur-bruit du spectre observé est élevé, le gain est négligeable voire inexistant (HIP 50303,  $S/B = 157.3$ ). Il devient par contre très intéressant lorsque le rapport  $S/B$  est de l'ordre de 50 ou moins. HIP 69784 est une étoile chaude, observée avec  $S/B = 31.7$ . Sans l'utilisation des ondelettes, son pic de corrélation est très peu profond.

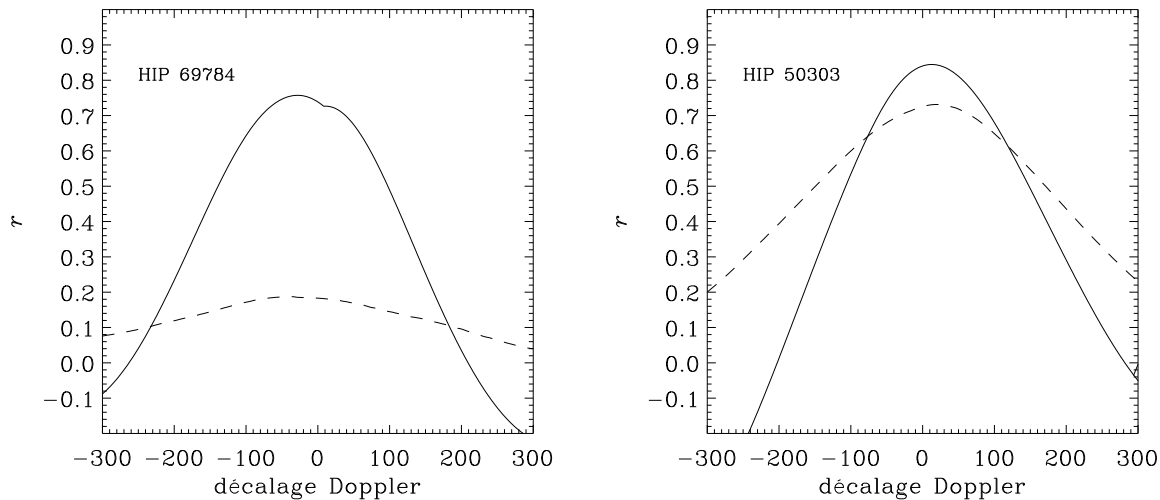


FIG. 3.15 - Pics de corrélation utilisant le spectre brut (tirets) et les raies extraites par la méthode en ondelettes (trait plein) pour deux étoiles de différents rapports signal-sur-bruit. HIP 50303,  $S/B = 157.3$  — HIP 69784,  $S/B = 31.7$

Le tableau 3.10 liste les résultats obtenus sur les raies extraites des spectres des rotateurs rapides. Après la méthode en ondelettes, les spectres ont suivi la même chaîne de traitement que les étoiles normales. Le  $v \sin i$  du masque donné dans la table 3.10 est une limite inférieure du  $v \sin i$  de l'étoile, car dans la méthode en ondelettes, le fait de prendre un intervalle d'échelles d'ondelettes tronque l'information à basse fréquence associée aux forts élargissements rotationnels. De plus la grille n'est échantillonnée en  $v \sin i$  que jusqu'à  $250 \text{ km s}^{-1}$ .

HIP/TYC	$\alpha_{2000}$			$\delta_{2000}$			$V$	$B - V$	T.S	Jour julien -2 400 000	Masque		$V_r$	$r$
	h	m	s	°	'	"					$T_{\text{eff}}$	$v \sin i$		
15978	03	25	44.23	+05	56	07.7	7.65	0.082	A0	50072.36870	10000	250	41.9	0.87
50303	10	16	14.48	+29	18	38.0	5.49	0.020	A0Vn	50530.38600	10000	250	16.5	0.89
1444 1997	1	12	05 21.08	+19	40	45.3	11.55	-0.019	—	50529.42880	8500	200	78.6	0.31
1442 0001	1	12	10 33.78	+18	35	21.6	11.46	-0.140	—	50530.44310	12500	250	63.6	0.53
69784	14	17	01.12	+29	56	09.8	10.71	0.050	—	50526.65610	9200	200	-22.5	0.75
77660	15	51	15.65	-03	05	25.5	5.09	0.135	A3Vn	50528.68130	10000	250	-21.9	0.79

TAB. 3.10 - Résultats des rotateurs rapides traités par l'analyse en ondelettes : Col.1 : identificateur, Col.2-3 : coordonnées équatoriales J2000, Col.4 : magnitude  $V$ , Col.5 : indice de couleur  $B - V$ , Col.6 : type spectral, Col.7 : jour julien de l'observation (-2400 000), Col.8-9 : paramètres du masque synthétique optimal, Col.10 : vitesse radiale de l'étoile, Col.11 : coefficient de corrélation

### 3.6.2 Étoiles multiples

Les techniques de corrélation croisée s'appliquent parfaitement à la recherche de binaires spectroscopiques. Elles permettent entre autres de réaliser des *surveys* d'étoiles multiples (Latham 1992; Nordström et al. 1997). Hill (1993) passe en revue l'utilisation de telles techniques sur différents types de binaires.

#### Variations de vitesse radiale

Le spectromètre Élodie est illuminé par une paire de fibres optiques depuis le foyer Cassegrain. L'ouverture des fibres sur le ciel est de  $2''$ . Si la séparation angulaire  $\rho$  des composantes d'un système est supérieure à  $2''5$ , l'étoile est vue comme simple, en l'absence de turbulence atmosphérique. La seule indication de binarité que l'on peut tirer de son spectre est alors la variation de vitesse radiale. C'est aussi le cas si la différence de magnitude entre les deux composantes est grande, seule la plus brillante est visible sur le spectre. La valeur limite de cette différence est fonction des  $v \sin i$  respectifs des deux composantes et de leur différence de vitesse radiale.

Classer une étoile comme variable en vitesse se fait à partir du rapport  $\frac{E}{T}$  de l'erreur externe sur l'erreur interne des vitesses radiales. Abt et al. (1972) utilisent comme critère de variabilité  $\frac{E}{T} > 2$ , qu'ils appliquent à quelques dizaines d'étoiles chaudes. Crampton et al. (1976), dans une étude de la fréquence de binarité dans plusieurs amas ouverts, trouvent que le rapport  $\frac{E}{T}$  des étoiles dont la vitesse radiale «est constante» a tendance à diminuer pour les grandes valeurs de  $v \sin i$ . Ils suggèrent ainsi que le test de variabilité basé sur  $\frac{E}{T}$  devrait être fonction du  $v \sin i$  des étoiles, la limite étant  $\frac{E}{T} \approx 2.0$  pour les rotateurs lents et  $\frac{E}{T} \approx 1.0$  pour les élargissements rotationnels extrêmes.

Dans notre échantillon d'étoiles dont le pic de corrélation n'indique pas de trace de multiplicité (Table 3.9), plusieurs étoiles ont été observées plus d'une fois. On calcule aisément l'erreur externe  $E$  pour chacune d'entre elle (Table 3.11).

HIP 50453 semble varier de manière plus significative que les autres. L'erreur interne commise sur les vitesses radiales individuelles est inférieure à  $1 \text{ km s}^{-1}$  pour la valeur de rotation correspondante d'après la table 3.8. HIP 50453 satisfait donc au critère de Abt et al.. Un autre argument vient en faveur de la nature double de HIP 50453 : Hipparcos lui attribue une variabilité photométrique probablement due à la multiplicité.



HIP	$E$	$N$	$v \sin i$
10793	0.24	2	25
28110	0.11	2	25
43018	0.09	4	5
45510	0.08	2	25
48414	0.004	2	25
49198	0.07	2	5
50453	2.44	2	75

TAB. 3.11 - Erreurs externes  $E$  des étoiles observées plusieurs fois ( $N$ ) et vitesse de rotation  $v \sin i$  du masque donnant la meilleure corrélation

### Pics de corrélation multiples

Lorsque l'on est en présence d'une binaire spectroscopique à double système de raies (SB2), les caractéristiques spectrales des deux composantes sont portées par la lumière observée. Les raies de chacune des composantes apparaissent sur le spectre, à des positions différentes selon l'écart en vitesse radiale. La corrélation croisée est un puissant outil pour discerner plusieurs étoiles dans un même spectre.

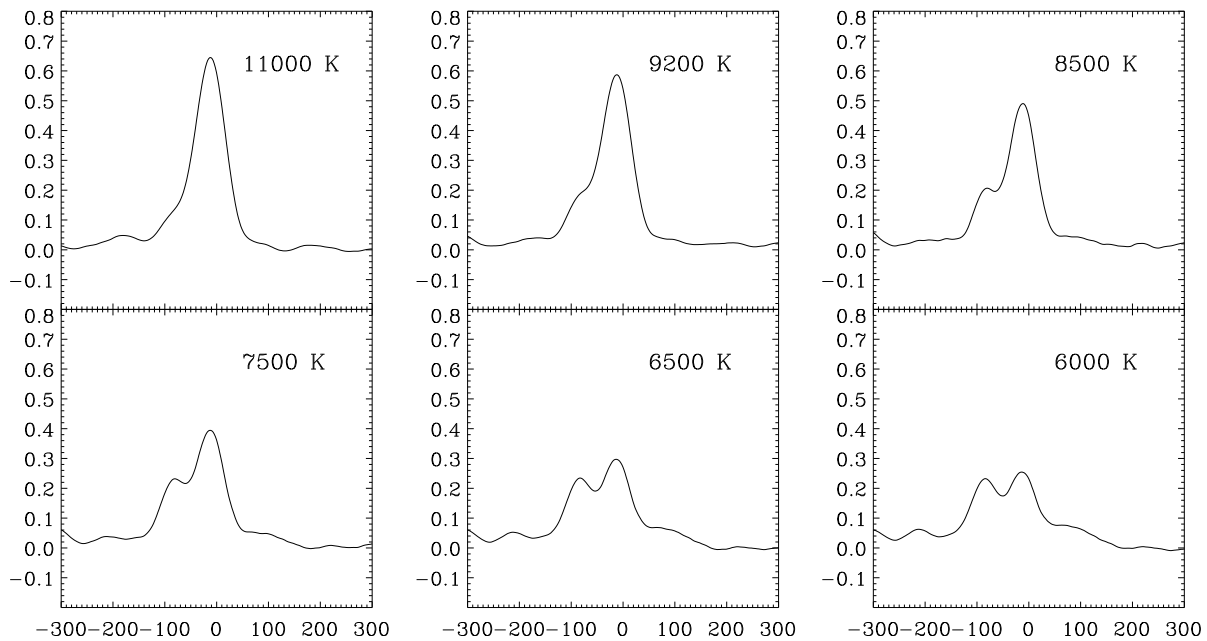


FIG. 3.16 - Corrélation du spectre de HIP 19376 avec des masques synthétiques de différentes températures effectives

HIP 19376 est une étoile de type B tardif, de 6<sup>ème</sup> magnitude. Son spectre observé avec Élodie révèle, avec la méthode de corrélation croisée, une composante chaude très nette ( $T_{\text{eff}} \sim 11\,000$  K) et une composante plus froide (F tardif). Faire varier la température du masque synthétique permet de faire apparaître l'une ou l'autre des composantes ce qui fait varier le rapport d'intensité des deux sommets du pic de corrélation (Figure 3.16). HIP 19376 est connue en tant que binaire spectroscopique. Wolff (1978) a calculé sa période :  $P \approx 3^{\text{d}}38$ . D'après Wolff, la composante brillante oscille autour d'une  $V_r$  moyenne de  $-6.3 \text{ km s}^{-1}$  avec une amplitude totale de  $31 \text{ km s}^{-1}$ .

La vitesse radiale de chacune des composantes est calculée sur le pic où ladite composante

apparaît le mieux :

- composante A ( $\sim 11\,000\text{ K}$ ) :  $-12.1\text{ km s}^{-1}$
- composante B ( $\sim 6\,500\text{ K}$ ) :  $-82.4\text{ km s}^{-1}$

La différence de vitesse des deux étoiles du système est autour de  $70\text{ km s}^{-1}$ , ce qui permet de discerner un double pic. Pour des écarts de vitesses moindres, le pic de corrélation est aisément confondu avec celui d’une étoile simple.

Zucker & Mazeh (1994) ont développé un algorithme de corrélation bidimensionnel (TODCOR) conçu pour déterminer simultanément les vitesses radiales de binaires spectroscopiques à doubles raies. Dans leurs simulations, alors que la corrélation croisée simple ne discerne pas deux composantes pour une différence de vitesse de  $20\text{ km s}^{-1}$ , leur algorithme calcule sans difficulté les vitesses de la primaire et de la secondaire.

Il est évident que l’élargissement des raies joue ici un rôle important. Lorsque le  $v \sin i$  est faible, les SB2 sont plus aisément détectables. Dans le cas de HIP 19376, le masque optimal donne un  $v \sin i$  de  $30\text{ km s}^{-1}$ . Des vitesses de rotation plus larges accentueraient le *blend* déjà causé par les doubles raies et ne rendraient la détection des deux composantes possible que pour de grands écarts de vitesses radiales.

### HIP 37232

Cette étoile est également classée comme étant de type B9 et elle est extraite de l’échantillon d’étoiles chaudes à grande vitesse de Stetson (1981). Stetson la classe par ailleurs comme *blue straggler* de champ par sa photométrie Strömngren (Stetson 1991). HIP 37232 a été observée plusieurs fois lors de deux différentes missions.

Jour julien	$V_r$
50071.54150	19.1
50072.53310	-25.8
50526.30750	-61.8
50527.30260	-101.0
50528.29470	-96.3
50529.29660	-73.2
50530.33280	-35.3

TAB. 3.12 - *Variation de la vitesse radiale de la composante froide de HIP 37232 (mise en évidence par corrélation avec le masque synthétique  $T_{\text{eff}} = 6500\text{ K}$ ,  $v \sin i = 5\text{ km s}^{-1}$ ) en fonction de la date d’observation (jour julien - 2 400 000)*

La corrélation fait apparaître une composante froide (F tardive – G) dont la vitesse radiale change d’un jour à l’autre (Table 3.12). Avec des masques correspondant à de plus hautes températures effectives, une ou voire plusieurs composantes chaudes semblent se dessiner dans le pic de corrélation (Figure 3.17).

Dans le but de démêler l’information cachée par le pic de la composante froide, on peut suivre la méthode décrite par Cohen & Latham (1992) qu’ils appliquent à la mesure de vitesses de compagnons faibles. Il s’agit de soustraire du spectre observé un spectre calculé, correspondant à la primaire, et de corrélérer le spectre résiduel. Le pas de la grille synthétique en  $T_{\text{eff}}$  et  $v \sin i$  n’est pas très fin, et les spectres ont tous été calculés avec la même gravité de surface  $\log g = 4.0$ , donc la composante froide qui va être soustraite du spectre observé ne peut donner qu’une idée de ce que HIP 37232 abrite comme système multiple.

La figure 3.18 illustre l’accentuation du pic de corrélation obtenu en corrélant un spectre résiduel résultant de la soustraction d’une composante de type G0 ayant un  $v \sin i$  de  $30\text{ km s}^{-1}$ .

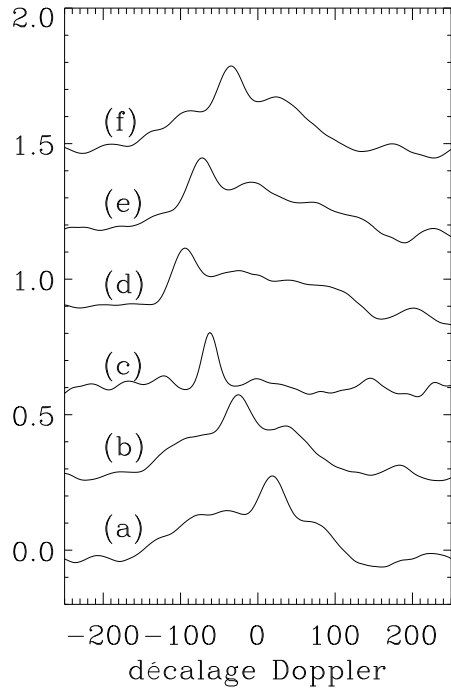


FIG. 3.17 - *Corrélation des spectres de HIP 37232 avec le masque synthétique  $T_{\text{eff}} = 11000 K$ ,  $v \sin i = 5 \text{ km s}^{-1}$  aux différentes dates juliennes d'observation (a) 50071.54150 (b) 50072.53310 (c) 50526.30750 (d) 50528.29470 (e) 50529.29660 (f) 50530.33280*

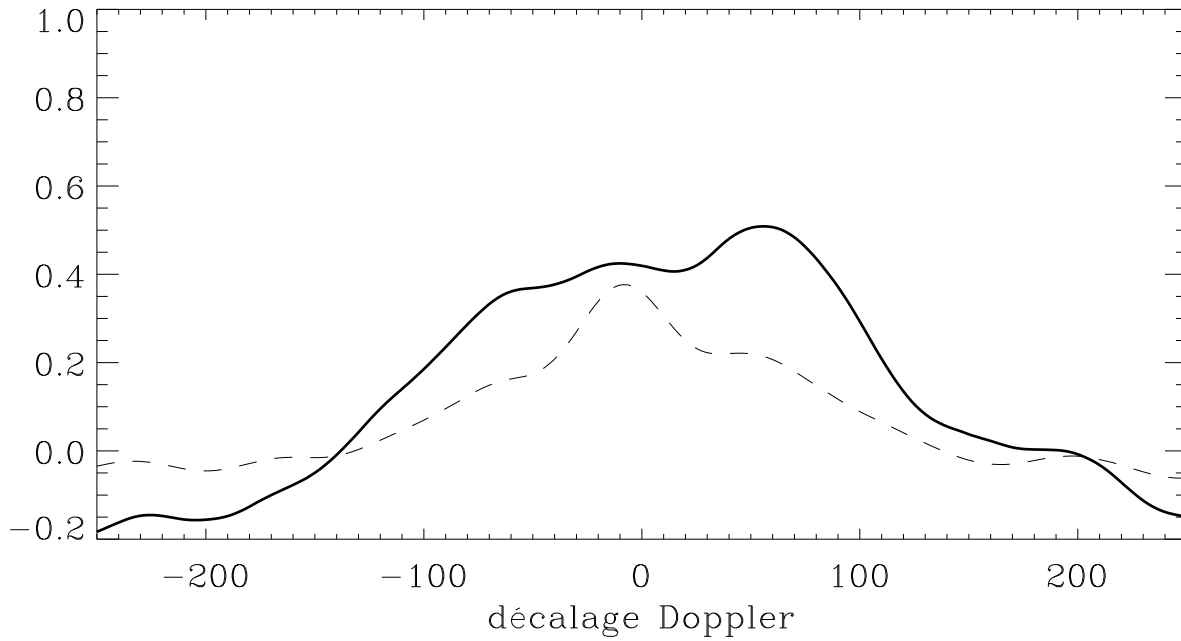


FIG. 3.18 - *Pics de corrélation de HIP 37232 à la date julienne 50530.33280 avec un masque synthétique  $T_{\text{eff}} = 11000 K$   $v \sin i = 5 \text{ km s}^{-1}$ . Le pic en train plein est obtenu après soustraction sur le spectre de HIP 37232 d'une composante de type G0 correspondant au pic principal du tracé en tirets*

L'élimination de la composante froide n'est pas parfaite mais elle est suffisante pour faire apparaître nettement le pic plus chaud dans la corrélation avec un spectre synthétique de température effective 11 000 K.

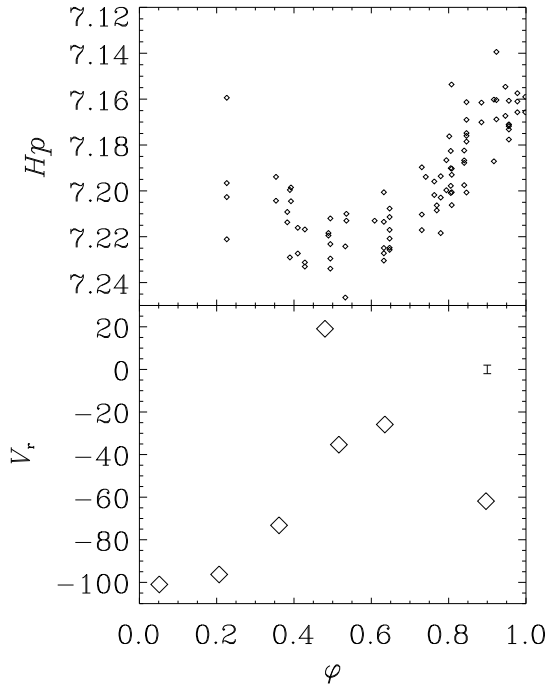


FIG. 3.19 - Courbe de lumière de HIP 37232 en magnitude  $H_p$  d'après les données Hipparcos et courbe de vitesse radiale repliée sur la période photométrique  $\varphi = 6^d458$ . La barre d'erreur des vitesses radiales est indiquée dans le panneau du bas

Hipparcos l'a observée à 93 reprises et l'a classée en tant que variable photométrique de type ACV. Les variables de type ACV ( $\alpha^2$  Canum Venaticorum) sont des étoiles de la séquence principale de type B8p–A7p ayant de forts champs magnétiques. Leur variabilité photométrique est due à la rotation axiale de l'étoile et à la présence de taches dans l'atmosphère causées par le champ magnétique. Leur période varie entre 0<sup>d</sup>5 et 160 d, et l'amplitude de leur courbe de lumière est de 0.01–0.1 mag. Elles sont aussi variables en vitesse radiale. La période des variations de la magnitude  $H_p$  de HIP 37232 est de  $6^d458 \pm 0^d0016$ . La courbe des vitesses radiales, repliée sur la période photométrique  $\varphi$ , est dessinée sur la figure 3.19.

L'étoile HIP 37232 mérite donc un suivi observationnel afin de confirmer les différentes composantes qui semblent constituer ce système.

### 3.7 Conclusion

L'obtention des vitesses radiales est nécessaire dans le cadre de l'étude cinématique d'un échantillon d'étoiles. Les étoiles chaudes (de type A ou plus précoces) possèdent peu de raies spectrales et leur vitesse de rotation est bien souvent supérieure à  $100 \text{ km s}^{-1}$ . Elles sortent ainsi du cadre de la détermination en ligne de la vitesse radiale par le logiciel associé au spectrographe Élodie placé au foyer du télescope de 193 cm de l'OHP. Une technique pour mesurer les vitesses radiales d'étoiles chaudes a été développée pour exploiter les spectres échelle obtenus avec Élodie. Après calibration en longueur d'onde, les spectres ont une résolution de  $7.4 \text{ km s}^{-1}$  dans le bleu et de  $7.0 \text{ km s}^{-1}$  dans le rouge (Baranne et al. 1996). Le domaine spectral servant à la détermination des vitesses radiales couvre treize ordres du spectre échelle, de 4 200 à 5 200 Å sans les raies

d'hydrogène (correspondant à un intervalle de  $\approx 500 \text{ \AA}$ ). On se limite ainsi à un domaine du spectre couvert par Élodie où les étoiles chaudes ont le plus de raies métalliques.

La méthode décrite dans ce chapitre utilise une corrélation croisée entre le spectre observé et une série de spectres synthétiques calculés avec les modèles de Kurucz (1993) et échantillonnés en température effective et élargissement rotationnel. La contribution apportée par ce travail montre que la méthode est bien adaptée et permet de calculer la vitesse radiale sans limitation par le  $v \sin i$  de l'objet grâce à l'éventail de vitesses de rotation couvert par la grille ( $5 - 250 \text{ km s}^{-1}$ ). Lorsque l'élargissement Doppler est important ( $v \sin i \gtrsim 200 \text{ km s}^{-1}$ ) et que le rapport signal-sur-bruit est faible, l'utilisation d'une méthode d'ondelettes pour extraire les raies spectrales et ainsi s'affranchir totalement du bruit, permet d'améliorer la qualité du pic de corrélation et donc la détermination de la vitesse radiale. L'échantillonnage en température effective de la grille synthétique permet de faire ressortir les composantes des binaires spectroscopiques à doubles raies lorsque leur différence en vitesse le permet, ou du moins donner à suspicion.

La disparité en température effective et en vitesses de rotation entre le spectre objet et le spectre synthétique crée des erreurs systématiques qui sont inférieures à  $1 \text{ km s}^{-1}$  pour les étoiles à raies fines et qui atteignent  $2 \text{ km s}^{-1}$  pour les étoiles tournant à grande vitesse. Cette précision dépend aussi du coefficient de corrélation (intensité du pic) qui varie suivant le rapport signal-sur-bruit du spectre observé, et qui diminue lorsque l'étoile observée s'éloigne du modèle synthétique (particularité du spectre, métallicité, multiplicité).

La méthode développée ici s'avère très prometteuse. Adaptée aux spectres échelle obtenus avec Élodie, elle peut être utilisée sur d'autres sources pour peu d'avoir la grille synthétique dans le domaine de longueur d'ondes correspondant. Elle peut aussi se prêter à une automatisation pour pouvoir être utilisée pour une détermination en ligne de la vitesse radiale lors de l'observation.

## Deuxième partie

# Études des étoiles chaudes à grande vitesse



# Chapitre 4

## Échantillon observé

Les étoiles à grande vitesse sont sélectionnées dans ce chapitre parmi le contenu du catalogue Hipparcos. La distance est le paramètre fondamental qui rentre dans le calcul de la vitesse et de la hauteur au dessus du plan galactique. Les étoiles chaudes étant intrinsèquement lumineuses, leur distance au Soleil est pour la plupart grande et la parallaxe mesurée par Hipparcos est souvent de qualité médiocre, affectée d'une grande erreur relative, ou négative. La distance est donc évaluée autrement, par une méthode décrite dans le §4.1.1. La sélection des étoiles à grande vitesse est ensuite opérée sur un échantillon global d'étoiles de type spectral B–A–F.

### 4.1 Sélection de l'échantillon

#### 4.1.1 La méthode LM

##### Généralités

Le calcul de la magnitude absolue repose fondamentalement sur l'utilisation des parallaxes trigonométriques. Or avec les données Hipparcos, les distances sont en moyenne entachées d'une erreur relative supérieure à 20 % lorsqu'elles dépassent 200 pc, ce qui correspond à une erreur  $\gtrsim 0.4$  mag sur la magnitude absolue. Dans le but d'exploiter tous les paramètres donnés par le catalogue Hipparcos, Luri et al. (1996) ont développé une méthode permettant de faire usage des parallaxes tout autant que des données cinématiques pour obtenir la magnitude absolue. En effet les mouvements propres sont de bonne qualité pour une grande part des quelques 120 000 étoiles observées (voir Fig. 1.6) et les vitesses radiales sont disponibles aussi pour une partie des étoiles. Cette méthode permet d'utiliser ainsi toutes les parallaxes (même celles de mauvaise qualité et les négatives) mais dépend du modèle statistique de distributions spatiale, cinématique et de luminosité sur lequel on se base au départ. Ce procédé (méthode LM), conçu à Barcelone et Montpellier, a été appliqué sur différents échantillons issus du catalogue Hipparcos, permettant d'étudier la position dans le diagramme H-R de ces groupes d'étoiles, leur comportement cinématique et de calibrer leur magnitude absolue (Gómez et al. 1997a; Gómez et al. 1997b; Luri et al. 1998; Gómez et al. 1998a; Gómez et al. 1998b).

##### Algorithme

L'estimateur statistique utilisé dans cette méthode est celui du maximum de vraisemblance. Le principe de l'obtention de cet estimateur est le suivant. Soit une observation  $(x_1, x_2, \dots, x_n)$ , réalisation de la variable aléatoire  $x$  suivant la loi de densité donnée par  $\mathcal{D}(x|\theta_0)$  où  $\theta_0$  est



l'ensemble des paramètres inconnus dont elle dépend ; la fonction de vraisemblance est définie comme la densité de probabilité de l'observation, les  $x_i$  étant fixés et le paramètre  $\theta$  étant considéré comme variable

$$L(\theta) = \prod_{i=1}^{n_x} \mathcal{D}(x_i | \theta)$$

La méthode du maximum de vraisemblance consiste à choisir le paramètre  $\hat{\theta}$  qui rend la fonction de vraisemblance  $L$  la plus grande possible.

**Lois de densité** Un groupe d'étoile est représenté dans la modélisation par sa distribution en magnitude absolue et sa distribution en position/vitesse.

- La distribution en magnitude absolue suit une loi gaussienne :

$$\phi_m(M) = e^{-\frac{1}{2} \left( \frac{M - M_0}{\sigma_M} \right)^2} \quad (\text{non normalisée})$$

En particulier la magnitude absolue a été modélisée en fonction de l'indice de couleur dérougi  $(B - V)_0$  par une relation linéaire et une dispersion gaussienne en magnitude ( $\sigma_M$ ) autour de cette droite moyenne.

- La distribution en vitesses <sup>6</sup> est choisie ellipsoïdale (sans covariance) :

$$\phi_v(U, V, W) = e^{-\frac{1}{2} \left( \frac{U - U_0}{\sigma_U} \right)^2 - \frac{1}{2} \left( \frac{V - V_0}{\sigma_V} \right)^2 - \frac{1}{2} \left( \frac{W - W_0}{\sigma_W} \right)^2} \quad (\text{non normalisée})$$

- La distribution spatiale est uniforme dans le plan galactique avec une décroissance exponentielle dans la direction perpendiculaire :

$$\phi_e(d, l, b) = e^{-\frac{|d \sin b|}{Z_0}} d^2 \cos b \quad (\text{non normalisée})$$

où  $d$  est la distance au Soleil de l'étoile.

**Rotation galactique** Le mouvement de rotation différentiel de la Galaxie est pris en compte par la méthode en utilisant le modèle d'Oort-Lindblad au premier ordre :

$$\begin{aligned} U'_0 &= U_0 + \left[ \left( 3 - \frac{2R}{R_\odot} \right) A - B \right] R \sin(\varphi) \\ V'_0 &= V_0 + \left[ \left( 3 - \frac{2R}{R_\odot} \right) A - B \right] R \cos(\varphi) - (A - B) R_\odot \\ W'_0 &= W_0 \end{aligned}$$

où  $(R, \varphi)$  est la position galactocentrique de l'étoile,  $A$  et  $B$  sont les constantes d'Oort et  $R_\odot$  la distance du Soleil au centre galactique <sup>7</sup>.

6. Le mouvement des étoiles est décomposé dans un trièdre direct centré sur le Soleil. Le premier axe est dirigé vers le centre galactique, le second dans le sens de la rotation galactique et le dernier perpendiculairement au plan, positif vers le pôle nord galactique.

7. Les valeurs des constantes sont issues de Kerr & Lynden-Bell (1986) :  
 $A = 14.4 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ ,  $B = -12.8 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ ,  $R_\odot = 8.5 \text{ kpc}$

**Absorption interstellaire** La méthode tient compte de la présence d'absorption interstellaire par l'introduction d'un modèle donnant sa valeur en fonction de la position  $(d, l, b)$ . C'est le modèle de Arenou et al. (1992) qui est utilisé. Le ciel est divisé en 199 cases en coordonnées galactiques dont le contour a été choisi principalement suivant Lucke (1978). Dans chaque case, l'extinction monochromatique est calculée suivant une expression analytique  $A_V(d, l, b)$ .

**Séparation des groupes** Cette méthode peut s'appliquer aux échantillons hétérogènes desquels on peut extraire plusieurs groupes. Le test de Wilks est appliqué afin de déterminer le nombre optimal de groupes. Chacun des groupes possède ses lois de densités avec ses paramètres propres. Soulignons que l'attribution du groupe à chaque étoile est statistique : des étoiles peuvent se retrouver être mal classées, en particulier dans les zones de recouvrement des distributions.

**Estimation de la distance** La calibration de la magnitude absolue est un moyen d'estimer les distances. La méthode LM permet d'estimer les distances individuelles pour chaque élément composant l'échantillon, le tout en tenant compte des effets entrant en jeu : sélection de l'échantillon, absorption interstellaire, erreurs observationnelles. En effet, une fois qu'une étoile est affectée à un groupe, l'estimation des paramètres du groupe est utilisée pour obtenir la loi de densité marginale de la distance pour l'étoile,  $\mathcal{D}(d)$ . Il est alors possible d'estimer la distance par :

$$\bar{d} = \int_0^{\infty} d \mathcal{D}(d) dd$$

où  $d$  est la distance au Soleil de l'étoile.

## Résultats

La méthode permet d'estimer une distance pour toute étoile quelle que soit sa parallaxe mesurée par Hipparcos. L'erreur associée à cette distance est corrélée avec la valeur de la distance comme le montre la figure 4.1. La valeur médiane de l'erreur relative sur l'échantillon étudié ci-après est de 15 %.

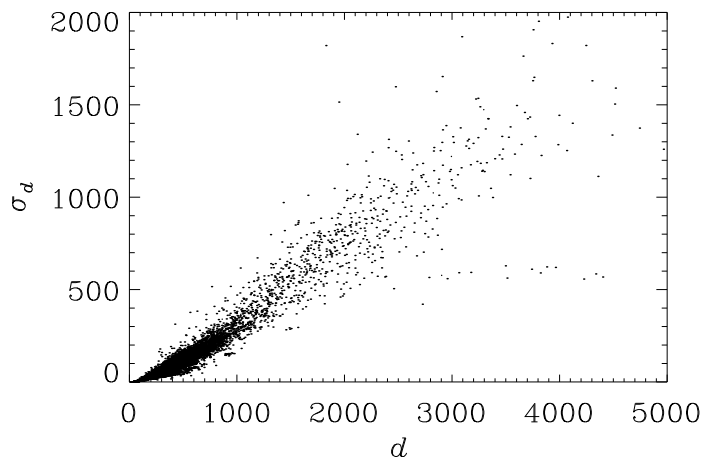


FIG. 4.1 - *Dépendance de l'erreur  $\sigma_d$  sur l'estimation  $d$  de la distance par la méthode LM avec  $d$  (pc)*

Tous les paramètres astrométriques mesurés par Hipparcos voient leur précision se dégrader pour les faibles magnitudes et les latitudes proches de l'écliptique. La dépendance envers la

latitude écliptique  $\beta$  de l'étoile découle directement de la loi de balayage du ciel adoptée par le satellite, les étoiles loin de l'écliptique ( $|\beta| \geq 47^\circ$ ) ont été observées un plus grand nombre de fois que celles proches de la bande zodiacale. Ainsi l'erreur de la distance issue de la parallaxe astrométrique est corrélée avec la magnitude apparente et la latitude écliptique de l'étoile observée, mais cet effet est négligeable avec l'estimation faite par la méthode LM.

#### 4.1.2 Application aux étoiles B–A–F

La méthode LM est appliquée sur un échantillon comptant 35 068 étoiles issues du catalogue Hipparcos, de type spectral B à F. Les étoiles doubles ou multiples du catalogue Hipparcos ainsi que les variables ( $\Delta Hp > 0.06$  mag) ont été éliminées. Les données astrométriques et photométriques utilisées dans la méthode proviennent des observations menées par Hipparcos.

Les vitesses radiales émanent de diverses sources :

- la compilation de Duffot et al. (1995)
- la compilation de Barbier-Brossat & Figon (1998)
- les mesures faites à l'ESO par Grenier et al. (1999b)
- les mesures faites à l'OHP par Grenier et al. (1999a)
- les vitesses mesurées à l'OHP et décrites dans le chapitre 3.

Il résulte de la méthode une estimation de la distance pour toutes les étoiles de l'échantillon. Le tableau 4.1 donne les résultats de la séparation en groupes effectuée par l'algorithme. Y sont affichés les paramètres cinématiques de chaque groupe : les vitesses moyennes, les dispersions de vitesses associées  $\sigma_U$ ,  $\sigma_V$  et  $\sigma_W$ , l'échelle de hauteur caractéristique  $Z_0$ , ainsi que la dispersion en magnitude  $\sigma_M$ .

	Groupe 1	Groupe 2	Groupe 3	Groupe 4	Groupe 5	Groupe 6	Groupe 7	Groupe 8
	×	·	·	+	*	□	•	◇
$\sigma_M$	0.49±0.03	0.58±0.01	0.73±0.01	1.15±0.03	1.25±0.04	1.84±0.07	0.45±0.01	2.34±0.07
$U_0$	-13.9±0.6	-10.4±0.2	-11.3±0.2	-9.3±0.4	-7.9±0.6	-12.5±4.4	-9.4±0.5	-17.9±11.2
$\sigma_U$	6.2±1.0	19.4±0.1	9.9±0.1	29.9±0.6	15.4±0.5	131.4±4.8	36.7±0.5	119.3±5.5
$V_0$	-13.2±0.4	-10.5±0.1	-11.4±0.2	-14.9±0.2	-8.1±0.3	-134.3±7.9	-18.0±0.3	-40.4±9.8
$\sigma_V$	9.6±0.9	13.4±0.1	9.7±0.3	17.6±0.3	9.7±0.6	111.1±10.5	19.8±0.4	75.0±10.7
$W_0$	-6.2±0.5	-6.7±0.1	-7.4±0.3	-7.6±0.2	-7.5±0.2	-13.9±1.7	-7.5±0.4	4.9±5.8
$\sigma_W$	2.9±0.7	7.6±0.1	5.3±0.2	12.8±0.7	6.6±0.7	64.8±2.1	17.9±0.4	62.3±6.2
$Z_0$	42.4±2.8	77.5±0.6	72.5±1.6	125.1±4.6	116.6±5.8	245.0±16.8	83.4±2.0	—
Prop.	1.82 %	57.73 %	16.75 %	8.10 %	3.10 %	1.11 %	11.02 %	0.36 %
	637★	20 246★	5 873★	2 841★	1 090★	390★	3 866★	125★

TAB. 4.1 - Résultats cinématiques de la séparation en groupes par la méthode LM. Le symbole associé à chaque groupe l'identifie dans le diagramme H-R de la figure 4.2

Dans le but de comparer les ellipsoïdes de vitesses des différents groupes avec ceux des trois populations stellaires que l'on recense à proximité de notre étoile, diverses estimations sont extraites de la littérature. Strömgren (1987) a analysé les étoiles du disque dans le voisinage solaire (sélectionnées par  $-0.15 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.15$ ). L'augmentation de la dispersion des vitesses avec l'âge qu'il trouve est donnée dans la table 4.2. Beers & Sommer-Larsen (1995) ont étudié

Âge $\times 10^9$ yr	$\sigma_U$	$\sigma_V$	$\sigma_W$
2.0 – 3.9	24.1 $\pm$ 1.1	14.9 $\pm$ 0.7	10.9 $\pm$ 0.5
4.0 – 5.9	25.5 $\pm$ 1.4	14.8 $\pm$ 0.8	14.0 $\pm$ 0.8
6.0 – 7.9	32.4 $\pm$ 2.5	18.7 $\pm$ 1.4	15.6 $\pm$ 1.2
8.0 – 9.9	34.8 $\pm$ 4.2	22.0 $\pm$ 2.7	15.0 $\pm$ 1.8

TAB. 4.2 - *Ellipsoïde des vitesses spatiales par tranche d'âge pour les étoiles du disque mince, tiré de Strömberg (1987)*

la cinématique des étoiles déficientes et trouvent comme valeur de l'ellipsoïde du disque épais  $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W) = (63 \pm 7, 42 \pm 4, 38 \pm 4)$  km s<sup>-1</sup> (le disque épais étant défini par son intervalle de métallicité allant de  $-1.0$  à  $-0.4$  dex). Pour le halo, dont les étoiles sont sélectionnées par  $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.5$ , Beers & Sommer-Larsen obtiennent  $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W) = (153 \pm 10, 93 \pm 18, 107 \pm 7)$  km s<sup>-1</sup>. Le diagramme H-R des huit groupes distingués par la méthode LM est reproduit dans la figure 4.2, où est associé à chaque groupe le symbole de la table 4.1 lui correspondant. Les étoiles y sont superposées à une grille d'isochrones (Schaller et al. 1992). Les groupes principaux représentent les différentes classes de luminosités que l'on trouve dans le diagramme H-R. Le groupe 1 ( $\times$ ) est très jeune d'après sa cinématique et son échelle de hauteur. Les groupes 2 et 3 ( $\cdot$ ), comptant près des deux tiers de l'échantillon total, correspondent à la séquence principale et leur cinématique est typique des étoiles jeunes du disque mince (le groupe 3 constitue la partie la plus lumineuse de la séquence principale, qui ne peut toute entière être représentée par une seule relation linéaire). Le groupe 4 ( $+$ ) est composé d'étoiles plus évoluées et matérialise la classe des géantes. Le groupe 5 ( $*$ ), constitué d'étoiles intrinsèquement lumineuses et cinématiquement jeunes, regroupe les supergéantes et géantes brillantes de l'échantillon. Le groupe 7 ( $\bullet$ ) rassemble des étoiles froides de séquence principale, correspondant d'après la table de Strömberg (1987) (Table 4.2) à des étoiles vieilles du disque.

Les groupes 6 et 8 ( $\square$  et  $\diamond$ ) sont associés à des étoiles dont la cinématique est très dispersée, intermédiaire entre celle du halo et du disque épais. Ces groupes semblent hétérogènes, comprenant des étoiles mal classées et des étoiles à grande vitesse. Ils constituent les « réservoirs » d'étoiles à grande vitesse et doivent compter parmi leur membres les étoiles de branche horizontale qui peuplent l'échantillon. Dans le diagramme 4.2, ces étoiles occupent un vaste intervalle de magnitudes absolues. Les distributions des vitesses  $V_{\text{rot}}$ <sup>8</sup> des étoiles des groupes 6 et 8 sont affichées dans la figure 4.3. Le groupe 6 y montre un mélange de caractéristiques cinématiques des populations du disque et du halo. Le groupe 8 quant à lui est affecté d'un courant asymétrique moindre mais ses éléments possèdent une distance qui est grande en moyenne (plusieurs kpc) et dotée d'une importante erreur relative (supérieure à 40 % en moyenne).

8. Les vitesses corrigées du mouvement du Soleil sont notées  $(U', V', W')$ . Les valeurs du mouvement solaire sont issues de Dehnen & Binney (1998) et égalent :

$$(U_{\odot}, V_{\odot}, W_{\odot}) = (10.0, 5.2, 7.2) \text{ km s}^{-1}$$

$V'$  est la vitesse dans le sens de la rotation par rapport au LSR et  $V_{\text{rot}}$  est la vitesse par rapport au centre galactique, tenant compte de la vitesse circulaire  $\Theta_0$  au voisinage du Soleil :

$$V_{\text{rot}} = V + \Theta_0$$

La vitesse de rotation du LSR autour du centre galactique est prise égale à  $\Theta_0 = 220$  km s<sup>-1</sup> (Kerr & Lynden-Bell 1986).

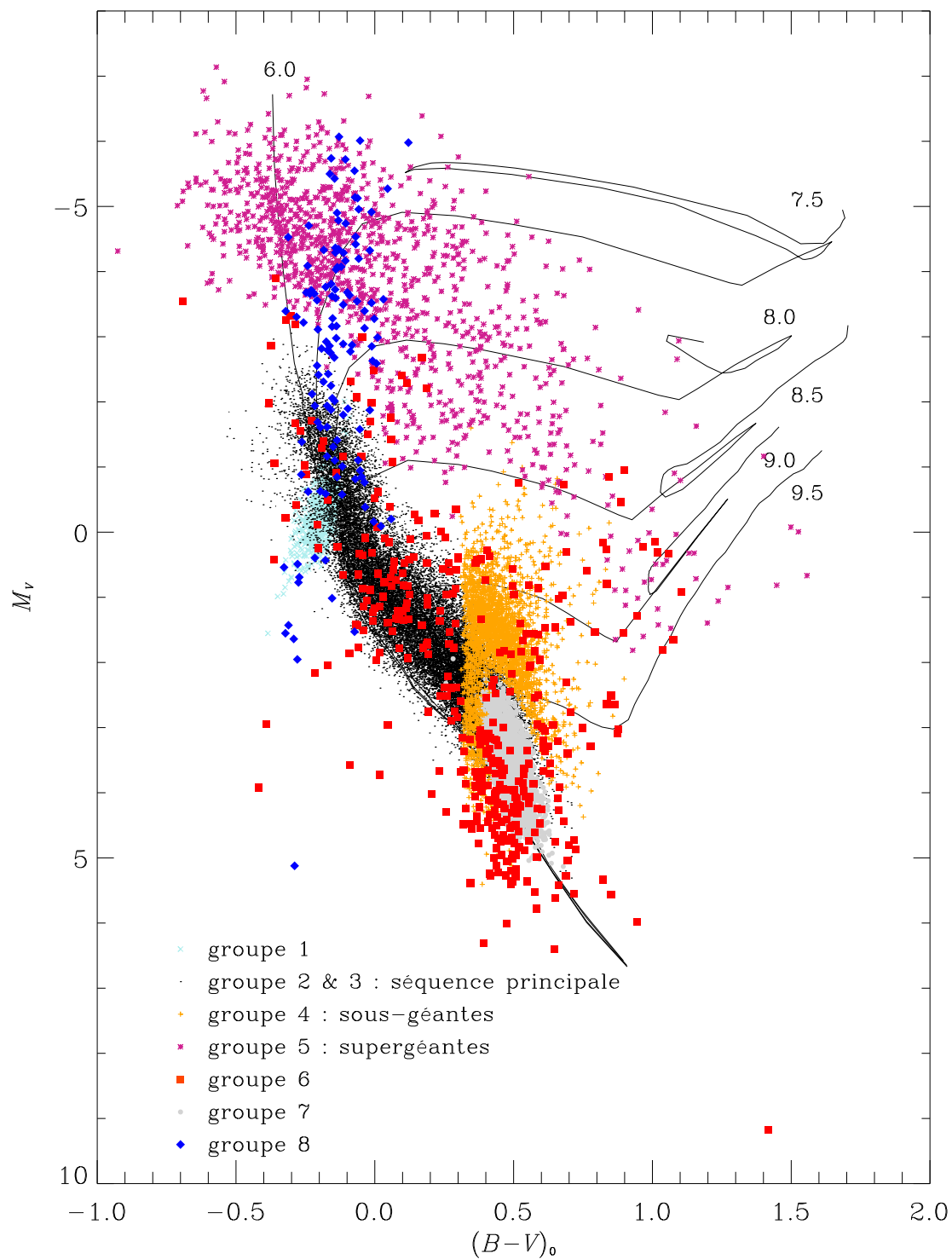


FIG. 4.2 - Diagramme H-R de la décomposition de l'échantillon en différents groupes par la méthode LM

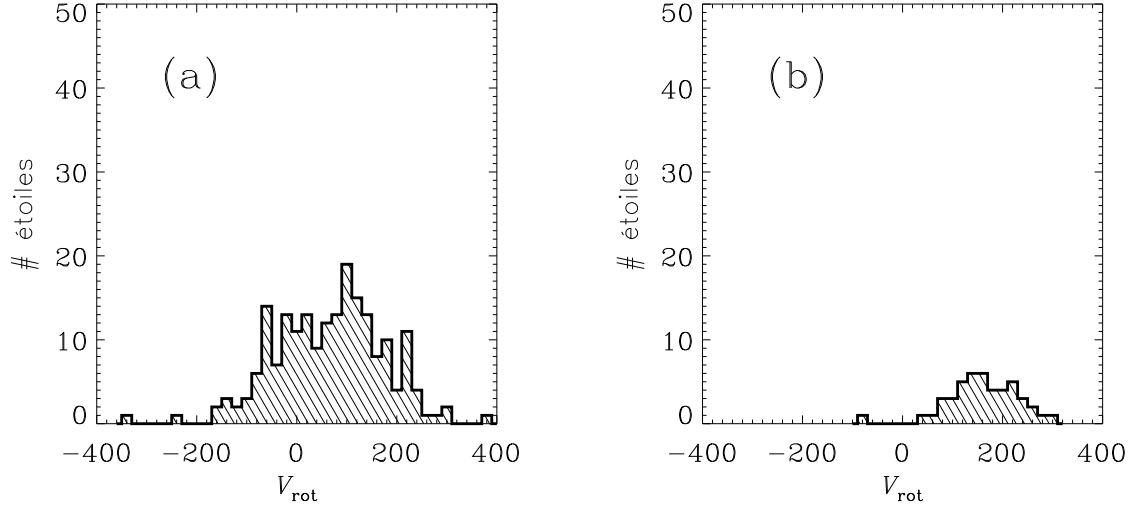


FIG. 4.3 - Distributions des vitesses dans le sens de la rotation galactique  $V_{\text{rot}}$  des étoiles des groupes (a) 6 (b) et 8.

#### 4.1.3 Sélection des étoiles à grande vitesse

La vitesse totale  $\mathcal{V}$  (non corrigée du mouvement du Soleil), la vitesse tangentielle  $V_t$  ainsi que la hauteur  $z$  ont été mesurées avec le programme mis au point par Meillon et al. (1997) qui calcule la cinématique en propageant les erreurs des données initiales. C'est sur ces mesures que vont être sélectionnées les étoiles à grande vitesse, la vitesse tangentielle servant de palliatif lorsque la vitesse totale n'est pas disponible, faute de mesure de vitesse radiale. Les distributions des vitesses totales et tangentielles sont montrées dans la figure 4.4. Le seuil à partir duquel une

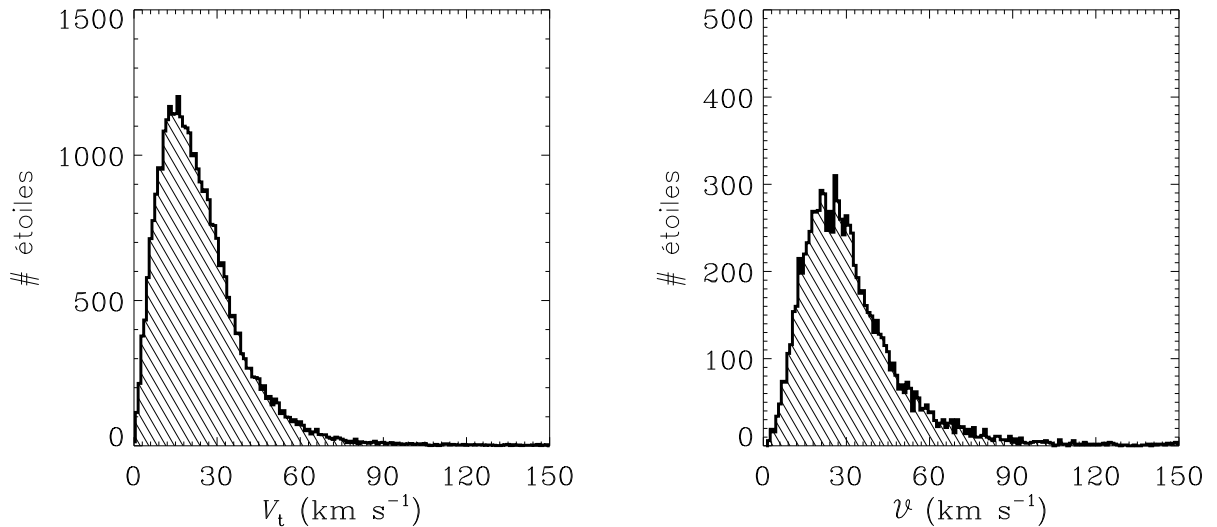


FIG. 4.4 - Distributions des vitesses tangentielles  $V_t$  pour les 35 057 étoiles de l'échantillon et des vitesses totales  $\mathcal{V}$  pour les 9 629 étoiles possédant une mesure de vitesse radiale

étoile est considérée comme étant à *grande vitesse* se trouve lorsque sa vitesse par rapport au Soleil est d'au moins  $65 \text{ km s}^{-1}$  (Mihalas & Binney 1981). Parmi les 9 629 étoiles ayant une vitesse totale, 685 ont une vitesse totale supérieure à  $65 \text{ km s}^{-1}$  ; en vitesse tangentielle, une proportion équivalente d'étoiles (689) va plus vite que  $57 \text{ km s}^{-1}$ . Le seuil en vitesse tangentielle a été pris à la valeur de  $60 \text{ km s}^{-1}$ . Le manque de vitesses radiales et la coupure en vitesse tangentielle vont introduire quelques étoiles ne dépassant pas la limite en vitesse spatiale (si  $V_r \sim 0$ ) mais vont laisser de côté celles dont la plus grande partie de la vitesse est portée par la ligne de visée.

La censure en couleur ( $B - V$  observé) est appliquée sur l'échantillon pour ne conserver que les étoiles chaudes, jusqu'au type spectral F0.

La sélection des étoiles à grande vitesse a été opérée suivant les conditions ci-dessous :

$$B - V < 0.4 \text{ mag} \quad \text{et} \quad \left\{ \begin{array}{l} \mathcal{V} > 65 \text{ km s}^{-1} \quad \text{et} \quad \frac{\sigma_{\mathcal{V}}}{\mathcal{V}} < 0.4 \\ \text{ou} \\ V_t > 60 \text{ km s}^{-1} \quad \text{et} \quad \frac{\sigma_{V_t}}{V_t} < 0.4 \\ \text{ou} \\ |z| > 300 \text{ pc} \quad \text{et} \quad \frac{\sigma_z}{|z|} < 0.4 \end{array} \right. \quad (4.1)$$

Il en résulte 316 étoiles, dont 167 ont les trois composantes de la vitesse spatiale. La figure 4.5 regroupe quelques distributions concernant les étoiles sélectionnées. Les vitesses spatiales ont été calculées en propageant les erreurs associées à la distance, aux mouvements propres et à la vitesse radiale (Meillon et al. 1997). On remarque le biais cinématique, créé par la sélection en vitesse par rapport au Soleil, sur la distribution des vitesses  $U'$  (Fig 4.5.a). Il y a en effet un manque de faibles  $U'$  dû au fait que les étoiles à faible vitesse sont absentes et que la distribution des  $U'$  est celle qui a la plus grande dispersion ; l'effet n'est pas visible sur la distribution en  $V_{\text{rot}}$  du fait du courant asymétrique et la distribution en  $W'$  est beaucoup moins dispersée donc moins sensible. La distribution en  $V_{\text{rot}}$  (Fig 4.5.b) illustre le courant asymétrique, car les étoiles de la sélection appartiennent aux populations vieilles du disque ou au halo et leurs âges sont très différents.

La figure 4.6 représente le diagramme couleur–magnitude des étoiles à grande vitesse ou à grand  $z$ . On peut y remarquer la grande couverture en magnitude absolue.

## 4.2 Séparation en populations

Les 316 étoiles à grande vitesse et/ou à grand  $z$  sélectionnées appartiennent à différents groupes isolés par la méthode LM, elles se répartissent ainsi :

- \* 57 étoiles appartiennent à la séquence principale (groupe 2)
- \* 1 étoile appartient à la séquence principale plus chaude (groupe 3)
- \* 28 étoiles appartiennent au groupe des géantes (groupe 4)
- \* 57 étoiles appartiennent au groupe des supergéantes (groupe 5)
- \* 119 étoiles sont classées dans le groupe 6
- \* 4 étoiles appartiennent au groupe des étoiles vieilles du disque (groupe 7)
- \* 50 étoiles sont classées dans le groupe 8

Parmi les étoiles du groupe 6, 149 ont un  $B - V$  inférieur à 0.4 et la plupart d'entre elles satisfait les critères de sélection des étoiles à grande vitesse.

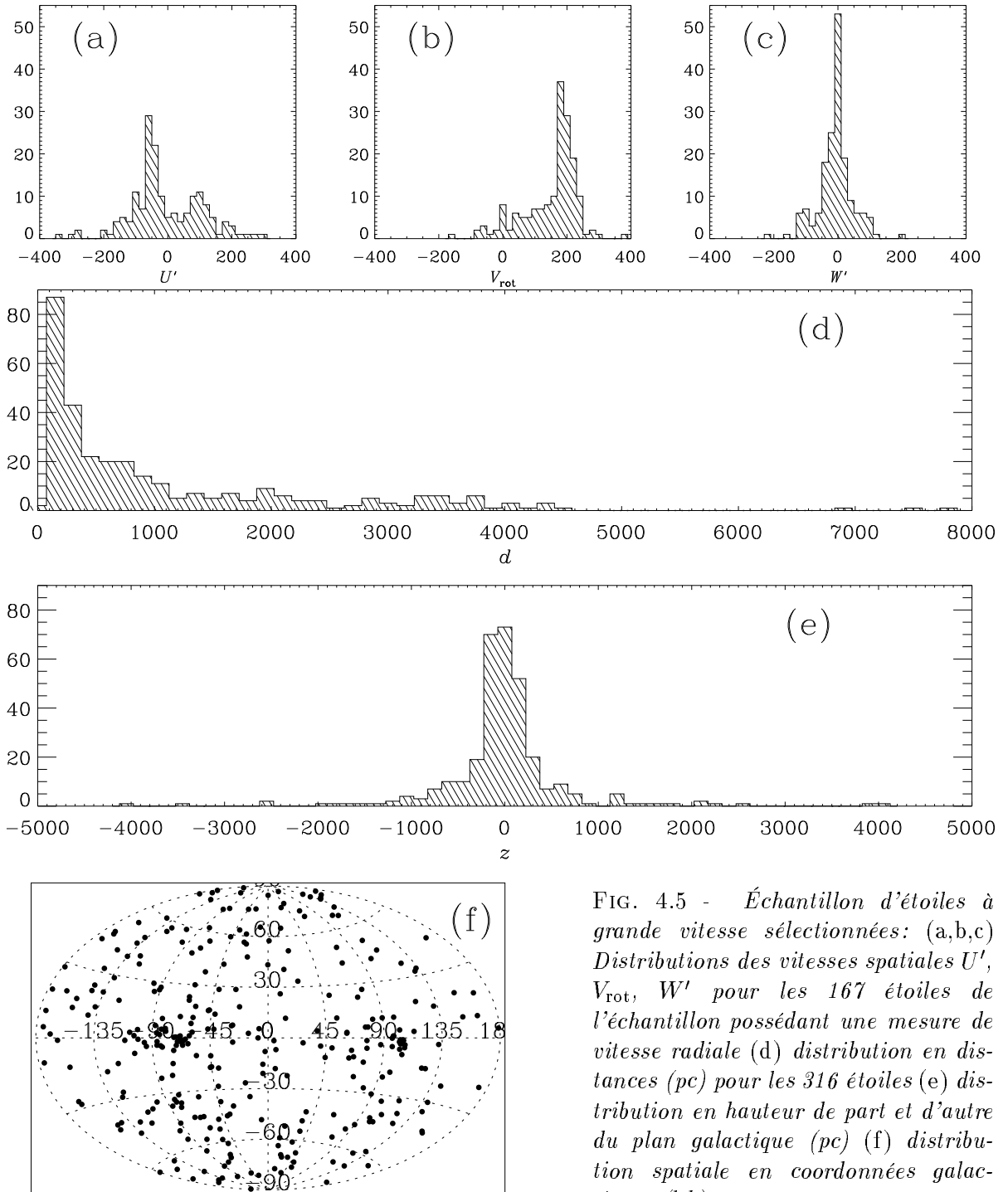


FIG. 4.5 - Échantillon d'étoiles à grande vitesse sélectionnées: (a,b,c) Distributions des vitesses spatiales  $U'$ ,  $V_{\text{rot}}$ ,  $W'$  pour les 167 étoiles de l'échantillon possédant une mesure de vitesse radiale (d) distribution en distances (pc) pour les 316 étoiles (e) distribution en hauteur de part et d'autre du plan galactique (pc) (f) distribution spatiale en coordonnées galactiques ( $l, b$ )

### 4.2.1 Queues de distribution

Le fait que la sélection des étoiles à grande vitesse par un seuil sur la vitesse totale  $\mathcal{V}$  et la hauteur  $|z|$  contienne des étoiles classées dans la séquence principale ou dans les branches des



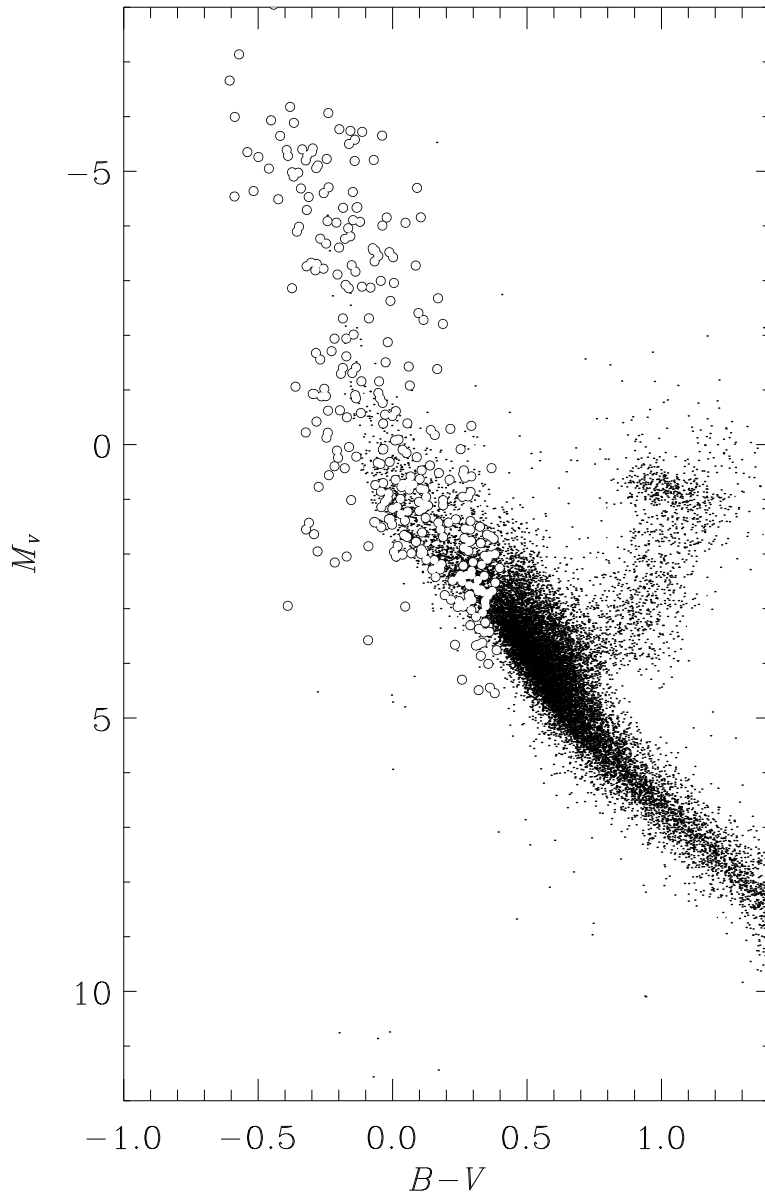


FIG. 4.6 - Diagramme  $H-R$  des 316 étoiles à grande vitesse ( $\circ$ ) sélectionnées. Les points représentent le diagramme Hipparcos ( $\sigma_\pi/\pi < 0.2$  et  $\sigma_{B-V} < 0.025$ )

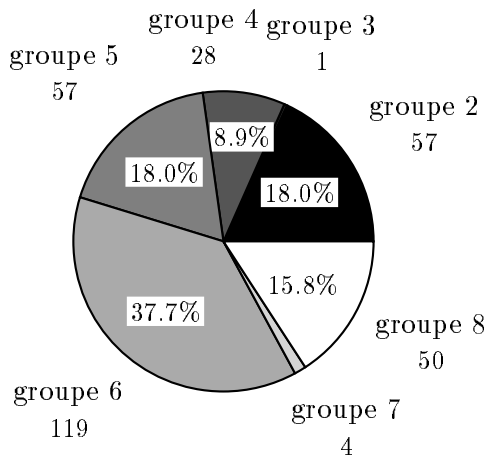


FIG. 4.7 - Répartition des 316 étoiles à grande vitesse sélectionnées par les équations (4.1) dans les différents groupes isolés par la méthode LM

géantes et supergéantes laisse supposer que ces étoiles à grande vitesse appartiennent aux queues de distribution de vitesses de ces groupes d'étoiles. Pour chacun de ces trois groupes, les étoiles

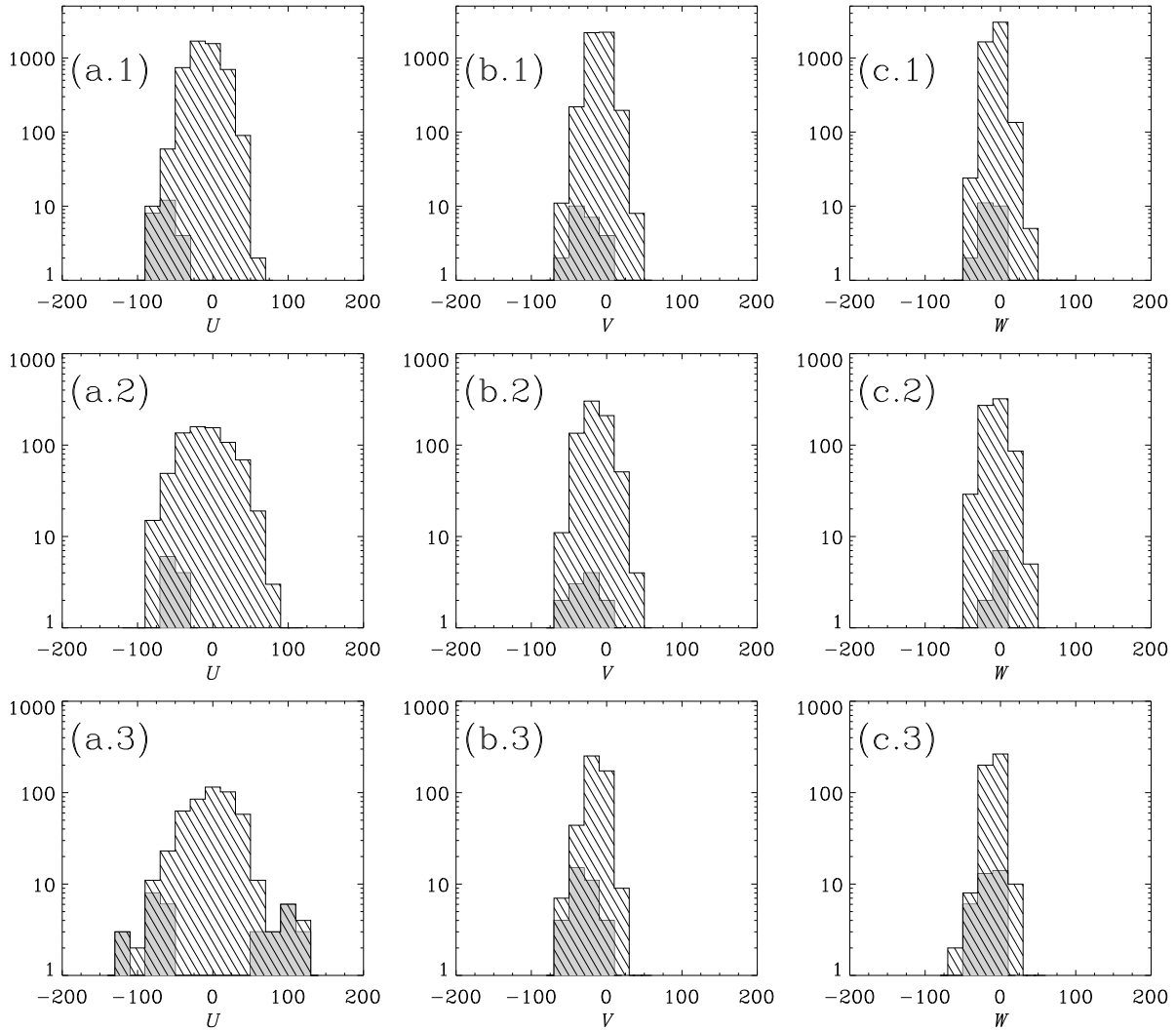


FIG. 4.8 - *Distributions des vitesses par rapport au soleil (a)  $U$  (b)  $V$  (c) et  $W$ , pour les étoiles (1) de la séquence principale, groupe 2 (2) de la branche des géantes, groupe 4 et (3) de la branche des supergéantes, groupe 5. Les étoiles à grande vitesse appartenant au groupe correspondant y figurent en gris*

qui ont été sélectionnées dans les étoiles à grande vitesse sont disposées dans les distributions des vitesses spatiales  $U$ ,  $V$  et  $W$  (Figure 4.8). C'est sur les vitesses par rapport au Soleil que se distinguent mieux ces queues de distribution, car la sélection a porté sur  $\mathcal{V} = \sqrt{U^2 + V^2 + W^2}$ . L'échelle de ces histogrammes est logarithmique pour permettre de bien discerner les étoiles à grande vitesse dans les queues de distributions, qui ne représentent que 0.5 %, 1.5 % et 7 % des étoiles possédant une vitesse spatiale dans les groupes 2, 4 et 5 respectivement. On peut remarquer que c'est essentiellement les queues de distribution des vitesses  $U$  qui font partie de la sélection. La distribution des vitesses  $U$ , radiales vers le centre galactique, est celle ayant la plus grande dispersion, ses ailes s'étendent donc plus loin dans les vitesses grandes par rapport

à celle du Soleil. Parmi les étoiles à grande vitesse appartenant à ces trois groupes, celles ayant des  $U$  négatifs prédominent, en particuliers les étoiles de la séquence principale (groupe 2) et les géantes (groupe 4) à grande vitesse ont *toutes* des vitesses  $U$  dirigées vers l'anticentre galactique.

### 4.2.2 Disque / Halo

La distribution des vitesses  $V$  de la figure 4.5.b montre clairement que l'échantillon contient à la fois des étoiles appartenant à la population I et des étoiles de la population II. La discrimination entre ces deux populations peut être faite de diverses façons, selon des critères cinématiques, photométriques, chimiques. La disponibilité de ces paramètres restreint l'échantillon, souvent de façon drastique, et nous invite à utiliser plusieurs manières de classification. La photométrie et la spectroscopie sont des moyens efficaces de repérer les étoiles de population II et vont permettre de valider une discrimination basée sur la cinématique uniquement.

L'échantillon initial de 35 000 étoiles étudié à travers la méthode LM ne contient pas d'étoiles variables. Les RR Lyrae potentielles ont donc été éludées et ne se retrouvent pas dans les étoiles à grande vitesse analysées ici.

#### Branche horizontale bleue

Stetson (1991) utilise la photométrie de Strömngren pour distinguer les deux types de populations. Sur les 316 étoiles que compte l'échantillon, seulement 127 ont les indices photométriques requis dans la base de données GCPD (Mermilliod et al. 1997). Stetson distingue les étoiles de la branche horizontale dans son échantillon d'étoiles à grande vitesse dans un diagramme  $\beta$ - $[c]$ <sup>9</sup> ; les étoiles de la BHB obéissent à l'équation

$$[c] > 2.0 \beta - 4.6$$

La figure 4.9 affiche les étoiles dans le plan  $([c], \beta)$  avec la droite séparant la branche horizontale du reste des étoiles. Les étoiles autres que celles des groupes 6 et 8 se positionnent bien dans la partie inférieure du diagramme ( $[c] < 2.0 \beta - 4.6$ ), alors que les membres des groupes 6 et 8 se placent de part et d'autre de la séparation. Les étoiles supposées de la BHB par le critère photométrique de Stetson appartiennent donc effectivement aux groupes à cinématique extrême isolés par la méthode LM. Il semble cependant que ce n'en soit pas les seules composants, car une partie se place sous la droite définie par Stetson.

Philip (1984) liste dans son catalogue FHB (Field Horizontal Branch) les étoiles de champ de la branche horizontale les plus brillantes. Parmi la trentaine contenues dans le catalogue Hipparcos, 12 figurent dans la sélection d'étoiles à grande vitesse et/ou à grand  $|z|$ . De cette douzaine, celles ayant de la photométrie de Strömngren obéissent toutes au critère de Stetson.

#### Métallicités

Quelques abondances  $[\text{Fe}/\text{H}]$  sont disponibles dans la littérature pour les étoiles de l'échantillon à grande vitesse. 21 étoiles ont une composition chimique déterminée par analyse spectroscopique dans le catalogue de Cayrel De Strobel et al. (1997), dont 18 ont des vitesses  $UVW$ . La figure 4.10 montre ces étoiles dans le plan  $(V_{\text{rot}}, [\text{Fe}/\text{H}])$ . Nissen & Schuster (1991) ont séparé leur étoiles sous-métalliques à grande vitesse de type F et G, dans ce même plan, par la droite

$$V_{\text{rot}} = -145.83 [\text{Fe}/\text{H}] - 43.75$$

9.  $[c]$  est un indice non sensible au rougissement valant  $[c] = c_1 - 0.2(b - y)$

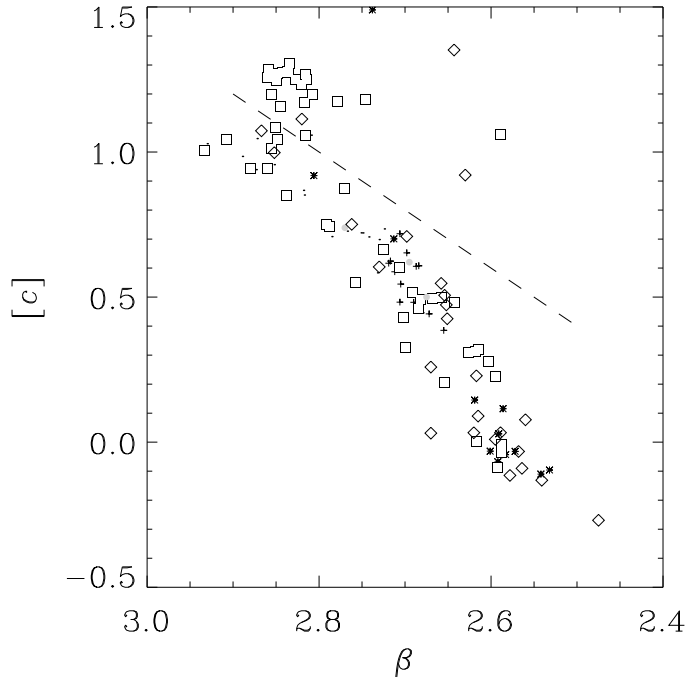


FIG. 4.9 - Distribution des 127 étoiles possédant les indices photométriques  $c_1$ ,  $b - y$  et  $\beta$ . Les étoiles sont représentées par les symboles associés au groupe correspondant. La ligne en tirets est la séparation adoptée par Stetson (1991) pour identifier les candidates de branche horizontale

L'intersection de l'échantillon à grande vitesse avec le catalogue de Cayrel De Strobel et al. (1997) affiche un biais certain envers les étoiles déficientes en métaux.

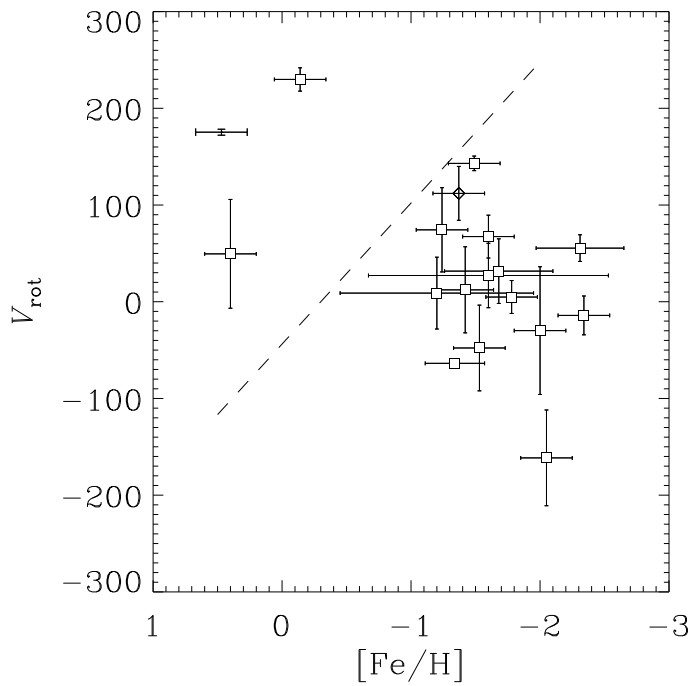


FIG. 4.10 - Distribution des 18 étoiles pour lesquelles  $V_{\text{rot}}$  et  $[\text{Fe}/\text{H}]$  sont disponibles. Les étoiles sont représentées par les symboles associés au groupe correspondant, c'est principalement le groupe 6 qui est présent. La ligne en tirets est la séparation adoptée par Nissen & Schuster (1991)

La partie du diagramme déficiente et à fort courant asymétrique est la plus peuplée et ne

compte que des étoiles des groupes 6 et 8. L'autre partie, identifiant le disque, contient une étoile classée dans la séquence principale par la méthode LM et deux étoiles du groupe 6 :

- HIP 66541 a une composition chimique de  $[Fe/H] = +0.4$  dex, et une vitesse  $V_{\text{rot}} = 50 \text{ km s}^{-1}$ . Cette étoile, appartenant au catalogue de Feige (1958), est vraisemblablement de la BH d'après Bonifacio et al. (1995). En effet sa magnitude absolue calculée avec la méthode LM est de +2.0 et correspond à la position des étoiles sur l'extrémité de la BHB.
- HIP 48414 (7 Sextantis) se positionne dans le diagramme  $[Fe/H]-V_{\text{rot}}$  comme une étoile typique du disque. C'est une étoile de type A0Vs identifiée par Rodgers & Wood (1970) comme une étoile de BH du vieux disque, ce que Adelman & Philip (1992) ont confirmé.

### Populations cinématiques gaussiennes

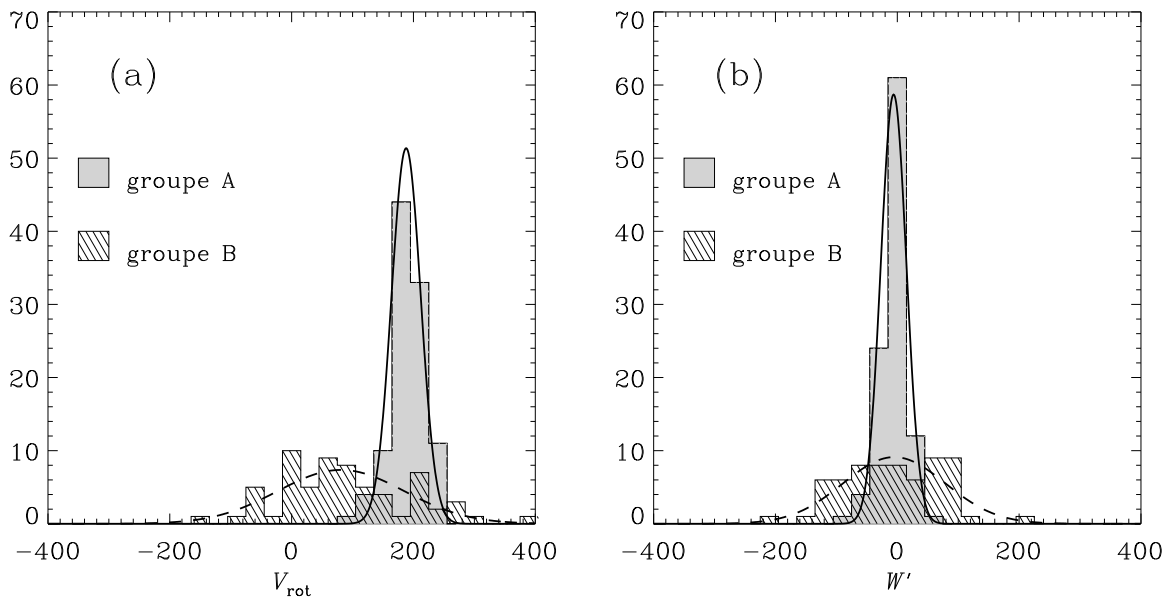


FIG. 4.11 - Séparation en populations cinématiques gaussiennes de l'échantillon de 167 étoiles à grande vitesse possédant les 3 composantes de la vitesse spatiale. Les gaussiennes correspondent aux résultats de SEMMUL chiffrés dans la table 4.3

Dans les étoiles sélectionnées il y a un mélange d'étoiles ayant un comportement cinématique d'étoiles du disque (étoiles des groupes 2, 3 et 5) et d'étoiles du disque et du halo (étoiles des groupes 6 et 8). Il a été constaté, dans les paragraphes précédents, que les deux derniers groupes contenaient des étoiles du halo. Le courant asymétrique est très différent pour les étoiles de population I et de population II et la distribution des vitesses  $V$  peut être utilisée. Dans le but de séparer les étoiles ayant une cinématique du disque de celles ayant un comportement cinématique caractéristique des populations plus vieilles, c'est l'algorithme SEMMUL (Stochastique, Estimation, Maximisation, MULTidimensionnel) développé par Celeux & Diebolt (1986) qui est utilisé sur les distributions de vitesses  $V_{\text{rot}}$  et  $W'$ . En travaillant sur les deux variables discriminantes  $V_{\text{rot}}$  et  $W'$ , SEMMUL détermine, par une méthode de maximum de vraisemblance, le nombre de populations gaussiennes contenues dans le mélange et pour chacune d'entre elles, les valeurs moyennes, la dispersions et la proportion de l'échantillon totale qu'elle représente. Les

erreurs sur les observables sont prises en compte dans l'affectation des étoiles à une population gaussienne (Arenou 1993). SEMMUL considère que les erreurs sont de type gaussien.

Une cinquantaine de tirages a été effectuée en supposant deux composantes gaussiennes. Les résultats sont quasiment identiques d'un tirage à l'autre et figurent dans la table 4.3, ils sont représentés dans la figure 4.11. Les probabilités d'appartenance aux groupes sont moyennées pour chaque étoiles et de cette moyenne découle l'affectation finale. Les probabilités moyennes d'assignation finale Figure 4.12) ont des écarts-types inférieurs à 0.01. Le groupe A isolé par

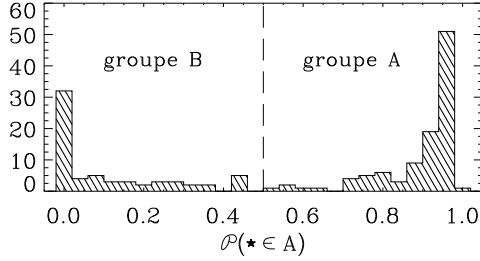


FIG. 4.12 - Probabilités finales d'appartenance au groupe A pour les 167 étoiles traitées avec SEMMUL

	%	$\langle V_{\text{rot}} \rangle$	$\sigma_V$	$\langle W \rangle$	$\sigma_W$
Groupe A	61.7	$188 \pm 03$	$24 \pm 03$	$-6 \pm 03$	$21 \pm 03$
Groupe B	38.3	$81 \pm 17$	$104 \pm 10$	$-5 \pm 14$	$84 \pm 08$

TAB. 4.3 - Caractéristiques cinématiques des 2 populations gaussiennes isolées avec l'algorithme SEMMUL

SEMMUL est celui qui correspond aux étoiles ayant un comportement cinématique analogue à celui du disque mince. Il contient, comme attendu, presque toutes les étoiles des groupes 2, et 5 séparés par la méthode LM. Le groupe B est plus caractéristique d'un mélange d'étoiles plus vieilles du disque épais ou du halo.

Les 103 étoiles contenues dans le groupe A se répartissent comme suit dans les groupes trouvés par la méthode LM :

- \* 23 étoiles appartiennent à la séquence principale froide (groupe 2)
- \* 11 étoiles appartiennent au groupe des géantes (groupe 4)
- \* 34 étoiles appartiennent au groupe des supergéantes (groupe 5)
- \* 17 étoiles sont classées dans le groupe 6
- \* 2 étoiles appartiennent au groupe des sous-naines (groupe 7)
- \* 16 étoiles sont classées dans le groupe 8

Les 67 étoiles du groupe B se rangent dans les groupes suivants :

- \* 2 étoiles appartiennent à la séquence principale froide (groupe 2)
- \* 45 étoiles sont classées dans le groupe 6
- \* 17 étoiles sont classées dans le groupe 8

La figure 4.13 affiche la distribution des vitesses  $U'$  qui n'a pas été utilisée dans la discrimination cinématique. La distribution du groupe A recrée la quasi totalité du biais observé sur la distribution totale des 167 étoiles (Figure 4.5.a).

Le groupe B contient toutes les étoiles que la photométrie Strömgen ou les abondances spectroscopiques classent comme membres de la population II. Ceci permet de faire usage des vitesses spatiales uniquement (disponibles pour 167 étoiles) pour discriminer les populations I et II.

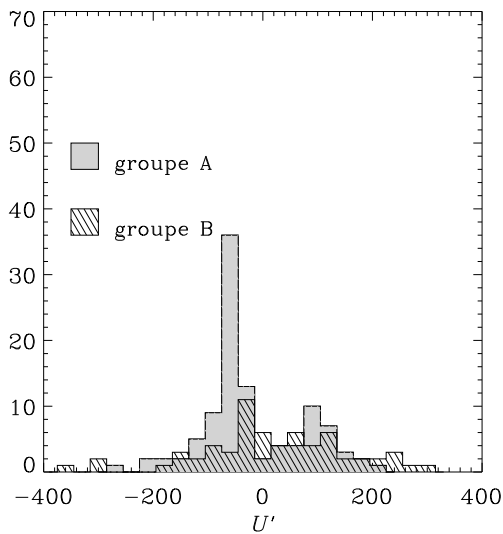


FIG. 4.13 - *Distribution des vitesses  $U'$  pour les deux groupes cinématiques trouvés par SEMMUL dans les 167 étoiles à grande vitesse possédant une vitesse spatiale*

### 4.2.3 Runaways

Les étoiles massives, de type OB, sont jeunes et sont attendues près du lieu de leur naissance (amas, associations, régions H II). Cependant, il se détache de cette figure un sous-groupe, à la fois spatialement et cinématiquement. Blaauw (1962) le premier a introduit le terme de *runaway* pour caractériser ces étoiles, expulsées de leur lieu d'origine. Plusieurs modèles existent pour les expliquer :

- l'hypothèse de Blaauw est un scénario impliquant un système binaire serré composé d'étoiles massives dans lequel l'explosion en supernova d'une composante transmet de la vitesse à son compagnon,
- des rencontres proches (à trois corps, binaire-binaire) peuvent se produire dans les jeunes amas ou associations OB et ses interactions gravitationnelles sont des sources d'étoiles à grande vitesse.

Le diagramme H-R des étoiles à grande vitesse sélectionnées (Figure 4.6) montre un grand nombre d'étoiles intrinsèquement brillantes, suggérant par là une proportion non négligeable d'étoiles massives. Ces étoiles sont trop lumineuses pour appartenir à la BHB et l'hypothèse des *runaways* peut s'imposer.

Van Buren et al. (1995) ont cherché dans les données IRAS des structures autour d'étoiles *runaways*. Il ont pour cela compilé des *runaways* dans la littérature (Stone 1979; Garmany et al. 1982). Les candidates *runaways* sont habituellement sélectionnées sur leur vitesse spatiale ( $V > 40 \text{ km s}^{-1}$ ). L'intersection des étoiles étudiées par Van Buren et al. avec les étoiles à grande vitesse analysées ici consiste en 11 étoiles de type B précoce (il n'y a pas d'étoiles de type O dans l'échantillon à grande vitesse) et figure dans la table 4.4. On remarque que leur vitesse spatiale  $V$  est toujours largement supérieure au seuil de  $40 \text{ km s}^{-1}$ . Les groupes auxquels les étoiles ont été assignés, par la méthode LM sont indiqués dans la table. Les groupes, trouvés par la méthode LM, correspondant à ces étoiles sont les groupes à grande vitesse 6 et 8 (à l'exception de deux étoiles classées dans le groupe des supergéantes).

Les candidates *runaways* se placent donc dans la partie intrinsèquement brillante ( $M_V < -1$ ) de l'échantillon d'étoiles à grande vitesse. Parmi les 316 étoiles, 112 obéissent à cette contrainte.

HIP	$V$	$M_V$	TS	$d$	$z$	$U$	$V_{\text{rot}}$	$W$	$\mathcal{V}$	groupe
3478	5.66	-1.71	B5V...	252±46	-64±12	82±7	198±5	35±2	82±5	6
27204	5.18	-3.26	B1IV/V	456±120	-205±54	1±11	120±6	-49±2	120±7	6
45563	8.17	-1.94	B3	1031±617	569±340	146±39	173±14	-20±25	149±26	8
55051	7.40	-1.94	B1V	731±212	575±167	60±16	295±25	100±21	126±36	8
81153	7.75	-4.53	B0.5III	1850±814	814±358	152±11	113±60	81±14	196±42	8
82286	9.77	-3.33	B1Ib	2025±1178	96±56	133±15	117±41	74±37	177±29	6
90119	9.35	-5.74	B0III/IV	7513±2570	-905±310	140±14	-70±126	-51±55	328±120	8
98530	7.80	-5.50	B0III	3701±1425	385±148	101±32	243±8	32±11	96±30	8
110362	9.58	-5.65	B0.5IV:n	4401±568	-96±12	113±23	181±6	15±17	112±19	5
112022	7.39	-4.33	B2IV	2058±818	-1036±412	197±73	147±10	6±14	203±71	8
112990	8.51	-5.20	B3V	3511±562	-522±84	138±23	175±7	-6±12	138±20	5

TAB. 4.4 - *Caractéristiques des 11 étoiles à grande vitesse communes aux runaways de Van Buren et al. (1995)*

De Zeeuw et al. (1999) ont établi un recensement des associations OB proches grâce aux données du catalogue d'Hipparcos. Le panneau supérieur de la figure 4.14 montre les résultats qu'ils obtiennent en terme de distances et mouvements de ses associations en projection dans le plan galactique et dans la direction perpendiculaire. Le modèle de la ceinture de Gould d'Olano (1982) y est représenté schématiquement en pointillés. Le panneau inférieur, à la même échelle spatiale que le précédent, montre la position et les vecteurs vitesses des étoiles intrinsèquement lumineuses à grande vitesse dans le voisinage solaire, en projection sur le plan galactique ( $d < 800$  pc,  $M_V < -1$ ). Aucune des étoiles de l'échantillon total à grande vitesse n'appartient aux associations figurant en 4.14, d'après les listes de membres de De Zeeuw et al. (1999). De plus la figure 4.14 ne fait apparaître aucun lien entre les étoiles massives à grande vitesse et les associations proches.

Comerón et al. (1998) ont étudié, en utilisant les mouvements propres Hipparcos, les associations situées autour de la super-bulle du Cygne (Cygnus OB1, OB3 OB7 et OB9) et Canis Major OB1. Aucune des étoiles que Comerón et al. classent comme membres des structures en expansion du Cygne ou du Grand Chien ne figurent dans l'échantillon à grande vitesse sélectionné, elles ne dépassent pas la vitesse « seuil » sur laquelle a été construit l'échantillon à grande vitesse.

Gies & Bolton (1986) ont effectué un relevé de vitesses radiales pour 36 étoiles OB *runaway* de l'hémisphère nord. Parmi elles, huit étoiles de notre échantillon sont confirmées *runaway* par Gies & Bolton selon leur vitesse particulière: HIP 3478 (groupe 6), 29678 (groupe 6), 55051 (groupe 8), 81153 (groupe 8), 97845 (groupe 6), 98530 (groupe 8), 112022 (groupe 8), 114690 (groupe 8). Aucune d'entre elles ne montrent une variabilité en vitesse radiale laissant supposer une multiplicité (sur les deux ans qu'a duré le *survey* de Gies & Bolton).

Les étoiles HIP 9436, 29678, 37983, 53129, 82944 et 98061 sont connues en tant qu'étoiles binaires et sont parmi les 112 étoiles lumineuses à grande vitesse.

### Étoiles du stade post-branche asymptotique

Les étoiles massives de Population I, qui sont candidates *runaway*, peuvent occuper la même position dans le diagramme H-R que les étoiles de faible masse, ou intermédiaire, qui sont dans la phase finale d'étoile de post-branche asymptotique (Strom et al. 1970). À ce stade d'évolution avancé, les étoiles se placent entre la branche asymptotique des géantes et les nébuleuses planétaires. Les caractéristiques des étoiles post-branche asymptotique (post-AGB) et des supergéantes éjectées de leur lieu de formation sont assez voisines et leur distinction requiert une



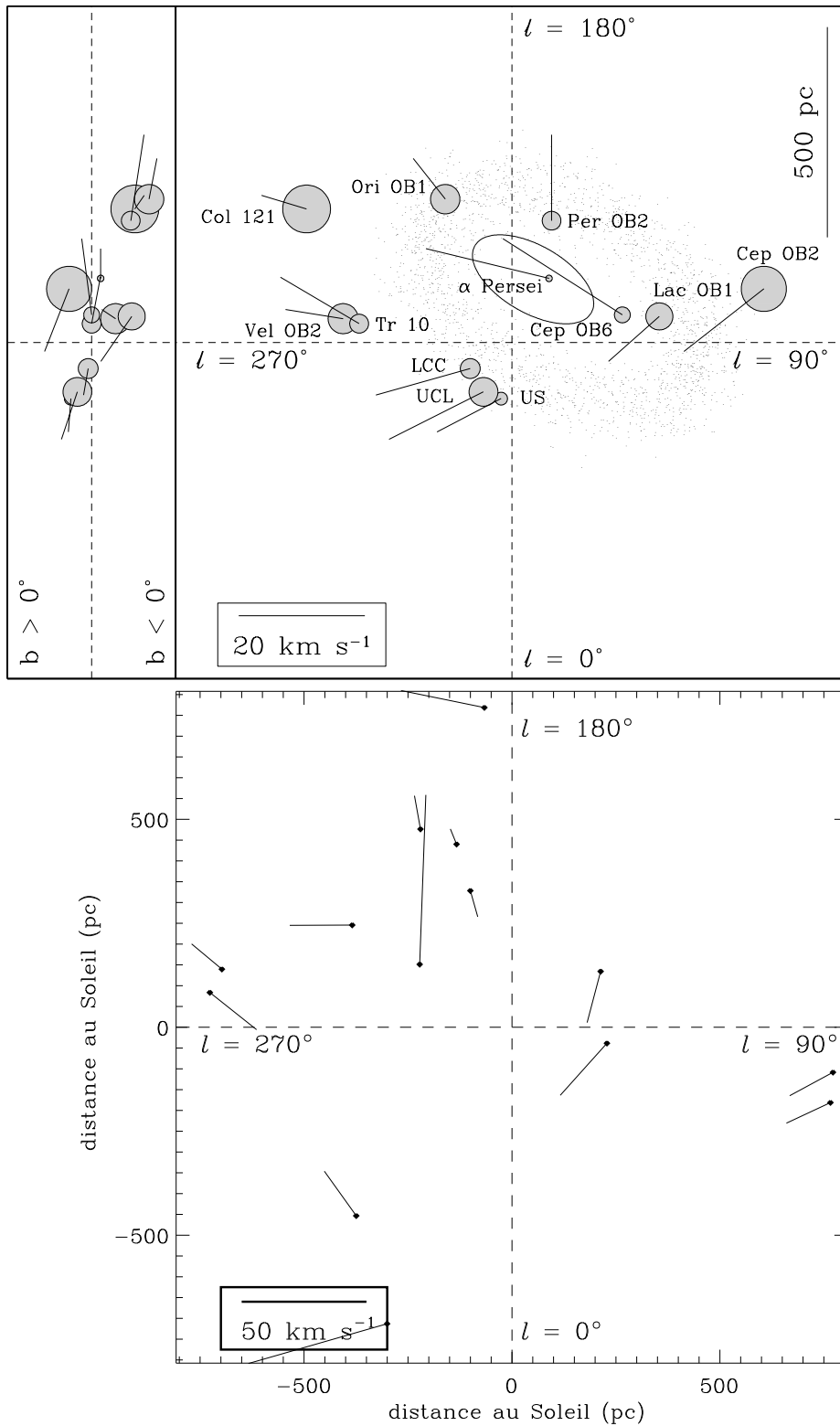


FIG. 4.14 - *Panneau supérieur : position et vecteur vitesse des associations OB d'après De Zeeuw et al. (1999). Panneau inférieur : position et vecteur vitesses à la même échelle des étoiles à grande vitesse du plan galactique (l'échelle des vitesses est différente d'un panneau à l'autre)*

analyse détaillée.

Conlon et al. (1993) ont observé entre autres les étoiles HIP 13489 et 114690 (appartenant aux 316 étoiles à grande vitesse) en tant que candidates post-AGB. Le fait qu'elles ne présentent pas d'excès infrarouge ne les confirme pas en tant qu'étoiles post-AGB. Par contre l'étude spectroscopique de Kendall et al. (1994) corrobore le statut de post-AGB de HIP 93884, qui fait partie de l'échantillon étudié, sélectionnée sur la base de sa vitesse ( $U' = -152 \pm 13 \text{ km s}^{-1}$ ,  $V_{\text{rot}} = 4 \pm 67 \text{ km s}^{-1}$ ,  $W' = -5 \pm 20 \text{ km s}^{-1}$ ) et de sa distance au plan galactique ( $|z| = 405 \pm 120 \text{ pc}$ ).

#### 4.2.4 Étoiles particulières

Les étoiles Ap montrent dans leur spectre des anomalies d'abondances pour certains éléments chimiques. Ce sont des étoiles qui sont rattachées à la population I de par leur faible vitesse spatiale et leur présence dans les associations et les amas ouverts. Cependant il existe des étoiles combinant les caractéristiques chimiques des Ap et de grandes vitesses. Sur la base d'un diagramme de mouvements propres réduits, Jaschek et al. (1983) ont établi une liste d'étoiles candidates Ap à grande vitesse. Gómez et al. (1998a) ont étudié le diagramme H-R et la cinématique d'un millier d'étoiles Bp-Ap en utilisant une méthode analogue à celle employée ici (voir article en annexe C). L'application de la méthode LM comme ici ne se prête pas bien à la calibration des magnitudes absolues des étoiles particulières. Le travail de Gómez et al. ne traitant que des étoiles Bp-Ap, leurs résultats sont plus significatifs pour cette catégorie d'étoiles. La table 4.5 résume les étoiles particulières à grande vitesse qui sort de leur analyse (les critères de sélection sont identiques à ceux des équations 4.1). De ces dix étoiles, HIP 23691, 54985 et 112709 sont

HIP	Particularité	Vitesse	$ z $
291	Si		$866 \pm 320$
4995	SrCrEu	$77 \pm 12$	$568 \pm 91$
6907	SrCrEu	$*87 \pm 25$	$371 \pm 108$
20837	Si	$65 \pm 8$	$375 \pm 116$
23691	SrCrEu	$221 \pm 15$	
42819	Si	$*136 \pm 14$	
54985	Si	$*94 \pm 21$	$432 \pm 95$
89594	HgMn	$101 \pm 2$	
110616	Si		$855 \pm 342$
112709	SrCrEu	$*116 \pm 30$	$447 \pm 116$

TAB. 4.5 - Liste d'étoiles Bp-Ap à grande vitesse et/ou grand  $|z|$ , d'après Gómez et al. (1998a)

parmi les 316 étoiles à grande vitesse sélectionnées. L'existence de telles étoiles possédant de grandes vitesses spatiales peut s'expliquer par l'hypothèse que ces étoiles soient en fait des *blue stragglers*. Le lien entre les *blue stragglers* et les étoiles Ap a été étudié dans les étoiles d'amas ouverts (Mermilliod 1982; Abt 1985; Gerbaldi et al. 1987). L'idée qu'une partie des étoiles à grande vitesse observées soit causée par la présence de *blue stragglers* fait l'objet du chapitre suivant.

### 4.3 Remarques de conclusion

Une sélection de 316 étoiles chaudes candidates à grande vitesse ou à grande distance du plan galactique a été effectuée à l'aide des distances obtenues à partir de la méthode LM. La

classification de ces étoiles a été comparée aux données de la littérature, afin de valider les résultats obtenus. Les classer dans une population nécessite des données complètes or un tiers de l'échantillon n'a ni information photométrique ni spectroscopique et n'est classé à grande vitesse que sur la base de la vitesse tangentielle.

Les étoiles chaudes et évoluées, au stade de la branche horizontale, sont des objets attendus parmi les étoiles à grande vitesse. Les étoiles candidates de BH figurent parmi celles obéissant aux critères cinématique (groupe B), photométrique ( $\beta - [c]$ ) et spectroscopique ( $V_{\text{rot}} - [\text{Fe}/\text{H}]$ ), se plaçant près de la séquence de la branche horizontale dans le diagramme H-R (Figure 4.15). La table 4.6 liste ces 53 étoiles.

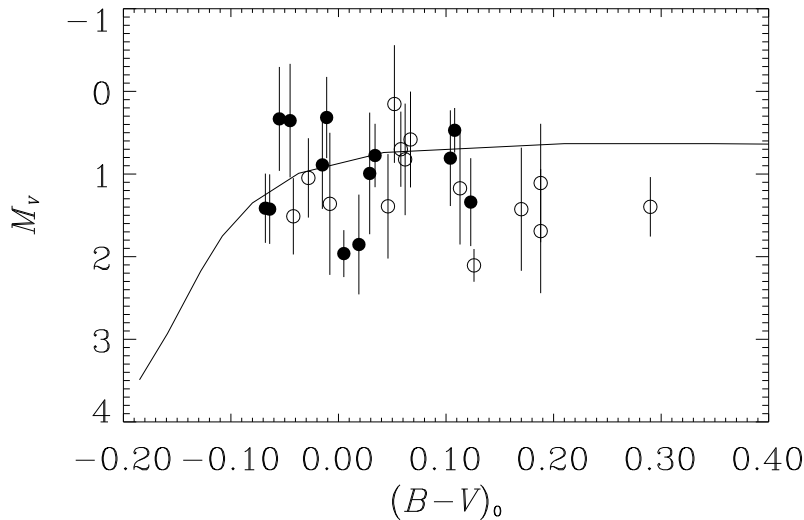


FIG. 4.15 - Étoiles candidates de la branche horizontale (○ : obéissant à un seul critère de la table 4.6, ● : obéissant à au moins deux critères). La séquence théorique est une branche horizontale d'âge zéro (ZAHB) provenant de Dorman (1992)

Les étoiles de BH ne sont pas les seuls objets évolués que l'on peut trouver parmi les étoiles chaudes près de la séquence principale. Les étoiles post-AGB passent également dans ce coin du diagramme H-R. Parmi les étoiles figurent aussi des étoiles *runaway* et des étoiles particulières Ap-Bp.

La table B.1 donne les étoiles, parmi les 316, appartenant aux groupes 2, 3, 4 et 5 qui font majoritairement partie des queues de distributions de vitesses. la table B.2 liste les étoiles à grande vitesse des groupes 6 et 8. La sélection est basée sur les données cinématiques. Cependant dans les groupes 6 et 8 figurent des étoiles ayant  $B - V < 0.4$  non sélectionnées. Elles sont listées dans la table B.3.

La contribution des *blue stragglers* aux étoiles chaudes à grande vitesse est analysée dans le chapitre suivant.

HIP	groupe B	$\beta - [c]$	$V_{\text{rot}} - [\text{Fe}/\text{H}]$	FHB
146	×	○		
1511		×		
2456	×	×		
2515				×
8352	×	○		
9620	×			
10314		×		
11124				×
19383	×	○		
19797	×	○	×	
21829	×			
23055		×		
23691	×			
24940	×			
26567	×			
29390		×		
36513	×		×	
36989		×		×
43018	×	×	×	×
43099	×	○	×	
44734	×	×		
46516	×	○	×	
48152	×	○	×	
49113	×			
49198	×	×	×	×
52707	×	×	×	
54985	×			
56523	×			
57486		×		×
58204				×
59054	×	○		
59644	×	×		
59861	×	○		
60428	×	○		
60854		×		×
61425	×			
61696	×	×	×	×
62108	×	○		
64196		×		
66141	×	×		×
66541	×	○	○	
67599	×	○		
68120	×	○		
71615	×	×	×	
72278	×	×	×	×
76961		×		
77946	×	○		
81276	×			
87001	×	×	×	×
89102	×	×	×	
96115	×	○	×	
96938	○	×		
116560	×			

TAB. 4.6 - Liste des 53 candidates de branche horizontale et leur réponse aux critères de sélection (× : critère satisfait, ○ : critère non satisfait). groupe B : discrimination par SEMMUL,  $\beta - [c]$  : critère photométrique de Stetson (1991),  $V_{\text{rot}} - [\text{Fe}/\text{H}]$  : dichotomie disque/halo dans le plan vitesse - métallicité, FHB : appartenance au catalogue de Philip (1984)



# Chapitre 5

## Blue Stragglers

Les *blue stragglers* «traînent dans le bleu» alors que leur âge voudrait qu'ils aient déjà évolué vers le côté rouge du diagramme couleur–magnitude. Ils se trouvent donc parmi les étoiles chaudes et jeunes avec un âge leur donnant une cinématique d'étoiles plus vieilles. L'hypothèse qu'ils contribuent aux étoiles chaudes à grande vitesse est testée dans ce chapitre.

### 5.1 Origines diverses des blue stragglers

Les *blue stragglers* (*BS*) sont des étoiles qui s'observent dans tous les types de populations : dans les amas galactiques de tous âges, dans les amas globulaires et parmi les étoiles de champ. Ils font figure d'énigme depuis les années 50 où leur existence a été découverte dans les diagrammes couleur–magnitude d'amas (Sandage 1953; Johnson & Sandage 1955; Burbidge & Sandage 1958).

Plusieurs théories sont avancées pour rendre compte des *BS* (Stryker 1993; Livio 1993), mais aucune n'est universelle. Il est en effet peu probable que les *BS* trouvés dans les amas globulaires aient une origine commune avec ceux appartenant aux amas galactiques, et plusieurs mécanismes seraient responsables du phénomène des *blue stragglers*.

Les principales hypothèses sont passées en revue.

#### 5.1.1 Bouffées de formation plus récentes

Dans les très jeunes populations du disque galactique (comme  $\alpha$  Persei, les Pléiades et IC 2602), Eggen & Iben (1988) ont montré que la majorité des *BS* était le fruit d'une formation différée par rapport à la bouffée initiale, avec seulement une partie des *BS* résultant d'un prolongement du temps de vie par transfert de masses dans les systèmes binaires serrés. Nés plus récemment que le reste des étoiles de l'amas, les *BS* auraient alors une position dans le diagramme couleur–magnitude en accord avec leur état d'évolution. Dans les amas plus vieux, un tel scénario par bouffées de formation requerrait la conservation ou la production de grandes quantités de gaz et de poussières, ce qui est fortement improbable.

#### 5.1.2 Mélange interne

Wheeler (1979b, 1979a) et Saio & Wheeler (1980) ont suggéré que les *BS* étaient des étoiles subissant un mécanisme de mélange interne produit par une rotation rapide ou un magnétisme intense. Ce mélange apporterait de l'hydrogène au cœur de l'étoile bien après le moment normal de l'épuisement du combustible et prolongerait ainsi le temps de vie de l'étoile sur la séquence principale.

Duran & Graziati (1986) et Gerbaldi et al. (1987) ont mis en évidence que les spectres IUE de *BS* montraient les traits caractéristiques des étoiles Ap magnétiques, confirmant ainsi l'hypothèse de Abt (1985) selon laquelle le champ magnétique joue le rôle principal dans la création des *BS*.

Pritchett & Glaspey (1991) ont étudié l'abondance en lithium (doublet du Li I à 6707 Å) dans les *BS* de l'amas M67. Ils ont utilisé la fragilité du lithium (il est détruit pour des températures supérieures à  $2 \cdot 10^6$  K) pour diagnostiquer la présence de mélange interne dans les *BS* : les étoiles subissant un mélange doivent montrer une abondance bien moindre en lithium du fait du transport de matière vers le siège des réactions nucléaires. Dans les étoiles non mélangées :  $\log N(\text{Li}) \approx 3.0$ , alors que Pritchett & Glaspey trouvent pour les *BS* étudiés une limite supérieure de l'ordre de  $\log N(\text{Li}) \lesssim 1.3\text{--}2.3$ , prouvant ainsi qu'un mélange a donc affecté les enveloppes externes des *BS*.

### 5.1.3 Transfert de masse dans des binaires

Divers scénarios de formation des *BS* impliquent des interactions entre composantes d'un système binaire. Les *BS* pourraient avoir augmenté leur masse par transfert de masse dans des binaires serrées. Suivant ce principe, la masse combinée de la binaire ne peut pas dépasser le double de la masse des étoiles du *turnoff* (McCrea 1964), et la plupart des *BS* obéit à cette contrainte.

S'il n'y a pas coalescence, les *BS* doivent donc être observés dans des systèmes binaires, mais il apparaît que tous ne le sont pas.

Les effets de marée entre les composantes du système pourraient aussi induire un mélange qui agirait en prolongeant le temps de vie, ce qui nécessite là encore que les *BS* appartiennent à des binaires.

### 5.1.4 Coalescence dans des systèmes binaires

On considère qu'il y a coalescence lorsque deux étoiles partagent la même enveloppe ou bien ont complètement fusionné. Les propriétés liées au résultat d'une coalescence peuvent fournir une explication aux *BS*. Mateo et al. (1990) avancent ainsi que les *BS* de l'amas globulaire NGC 5466 ont été engendrés par des binaires serrées qui ont par la suite fusionné.

Stryker (1993) conclut, dans son papier de revue, que les *BS* ont très probablement plusieurs modes de formation. Ceux appartenant aux amas jeunes ou d'âge intermédiaire seraient issus d'un mécanisme de mélange, quant aux plus vieux appartenant aux amas globulaires, les hypothèses impliquant les binaires semblent les principales sources de production.

## 5.2 Étoiles chaudes à grande vitesse : blue stragglers?

L'énigme posée par les étoiles chaudes à grande vitesse a déjà par le passé été interprétée en utilisant les énigmatiques *BS*. Cela peut paraître hors de propos d'invoquer une anomalie pour en expliquer une autre mais les *BS* ne possèdent pas de signatures spectroscopiques ou photométriques caractéristiques et sont à l'heure actuelle impossibles à détecter en tant qu'étoiles de champs et s'ils ont subi une évolution plus lente, leur cinématique et leur distribution spatiale peut rendre compte des étoiles de séquence principale à grande vitesse.

Eggen (1969) avance que les deux groupes d'étoiles A trouvés par Perry (1969) sont dus à la présence de *BS* membres de la population du vieux disque, en plus des étoiles jeunes du disque, expliquant l'extension spatiale de l'échantillon de Perry au-dessus du plan galactique.

Shields & Twarog (1988) ont modélisé des *BS* et estimé leur contribution aux populations stellaires du voisinage solaire. Utilisant les résultats de Wheeler (1979b) pour le taux de production des *BS*, les modèles combinent trois différents taux de formation stellaire et échelles de hauteur associées. Shields & Twarog concluent que les étoiles A « normales » ne peuvent pas expliquer l'existence des étoiles chaudes loin du plan ; les *BS* modélisés contribuent à environ 30 % de la totalité des étoiles A. L'adéquation entre les *BS* simulés par Shields & Twarog et les données observationnelles les porte à conclure que les *BS* en tant que sources d'étoiles A à grande vitesse est une hypothèse valable.

Lance (1991), quant à elle, tire à boulets rouges sur ces traînants bleus. Ils ne sont pour elle qu'une explication avantageuse pour se débarrasser de ce genre d'étoiles chaudes à grande vitesse. D'après Lance, les étoiles A du pôle sud galactique étudiées par Rodgers (1971) et Rodgers et al. (1981) ne s'expliquent pas par les *BS* du fait de leurs propriétés cinématiques et chimiques qui ne correspondent à aucune variété de *BS* : les *BS* du disque épais n'atteignent pas la dispersion de  $62 \text{ km s}^{-1}$  trouvée par Rodgers et ceux du halo sont généralement trop déficients.

Glaspey et al. (1994) ont étudié l'abondance en lithium pour des étoiles de type A et F candidates à grande vitesse. Le lithium est un élément fragile qui se trouve réduit dans l'atmosphère des *BS* (Pritchett & Glaspey 1991). Glaspey et al. trouvent trois groupes distincts suivant l'abondance en lithium et l'abondance des autres métaux : le groupe qui montre une déficience pour les deux est interprété par des *BS* du halo ou du disque épais, le groupe qui n'exhibe qu'une déficience en lithium est associé à des *BS* du disque mince vieux et celui ayant des abondances normales dans les deux cas est composé d'étoiles de queue de distribution de vitesses. Les résultats de Glaspey et al. suggèrent que les étoiles de Rodgers ne sont pas issues de l'accrétion d'un satellite galactique de type magellanique mais sont plutôt de vieux *BS* du fait de leur faible abondance en lithium.

Stetson (1991) étudie les étoiles chaudes à grande vitesse dans le voisinage du Soleil. Par la photométrie Strömgren, Stetson les classe dans différents groupes dans le plan  $\beta$ - $[m]$ . Une partie de ce diagramme est censée abriter la classe qu'il nomme « *blue stragglers* sous-métalliques ». Il trouve ainsi une quinzaine de candidates *BS* sur les plus de 300 étoiles que compte son programme (Stetson 1981).

## 5.3 Les blue stragglers par le biais des amas ouverts

### 5.3.1 Le catalogue d'Ahumada & Lapasset

Ahumada & Lapasset (1995) ont dressé un catalogue extensif de *BS* dans 390 amas ouverts de tous âges. Plus de 900 *BS* y sont répertoriés.

La figure 5.1, extraite de leur article, montre la zone délimitée par la ZAMS et le *turnoff* de l'amas, dans laquelle se trouvent les étoiles candidates *BS*. Ils attribuent ensuite une catégorie à chaque *BS* selon sa probabilité d'appartenance à l'amas.

- 1<sup>ère</sup> classe : cette catégorie est associée aux meilleurs candidats, dont la probabilité d'appartenance à l'amas est forte (étude de mouvements propres et/ou de vitesses radiales), et qui sont bien séparés des étoiles du *turnoff*,
- 2<sup>ème</sup> classe : l'appartenance à l'amas est probable mais n'est basée que sur un indicateur (mouvement propre, vitesse radiale ou position au centre) et l'étoile est sur le prolongement



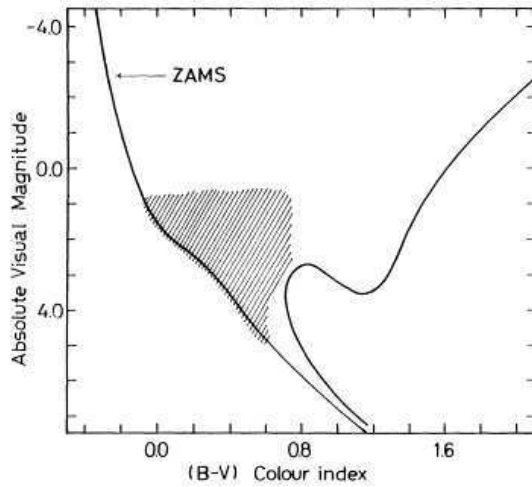


FIG. 5.1 - *Diagramme couleur–magnitude schématique d’un amas ouvert illustrant la zone (hachures) où sont sélectionnés les candidats blue stragglers par Ahumada & Lapasset (1995)*

de la séquence principale,

- 3<sup>ème</sup> classe : dans cette catégorie, les étoiles n’ont pas d’indicateur d’appartenance. Elles sont dans la zone de *BS* de la figure 5.1.

### 5.3.2 Séquence des blue stragglers

Le catalogue d’Ahumada & Lapasset est donc utilisé pour étudier la position des *BS* dans un diagramme H-R suivant leur âge. Parmi son contenu ont été retenus tous les *BS* de 1<sup>ère</sup> et 2<sup>ème</sup> classe (La 3<sup>ème</sup> classe n’est pas utilisée pour des raisons évidentes de fiabilité) appartenant à des amas dont l’âge  $\tau$  est compris entre 30 millions et 10 milliards d’années ( $7.5 < \log(\tau) < 10.0$ ). Les amas parmi lesquelles se trouvent ces *BS*, ainsi que le nombre de ces derniers pour chaque amas, sont listés dans la table 5.1.

Amas	$\alpha_{1950}$ h m	$\delta_{1950}$ ° ’	$l$ °	$b$ °	$d$ (pc)	$D$ mag	$E(B - V)$ mag	$\log \tau$	TS	$N$
Blanco 1	00 01.7	-30 13	14.97	-79.26	240	6.97	0.02	7.85	B5	1
NGC 188	00 39.4	+85 04	122.78	+22.46	1675	11.41	0.09	9.82	F2	20
NGC 752	01 54.8	+37 26	137.17	-23.36	364	7.97	0.05	9.43	A2	1
Stock 2	02 11.4	+59 02	133.44	-01.93	303	8.62	0.38	8.23	B8	2
NGC 1245	03 11.2	+47 04	146.64	-08.93	2608	13.07	0.31	9.16	B9	6
Melotte 20	03 18.5	+48 26	146.95	-07.11	170	6.44	0.09	7.90	B2	2
NGC 1342	03 28.4	+37 10	154.99	-15.38	531	9.46	0.26	8.71	A2	1
NGC 1528	04 11.6	+51 07	152.04	+00.27	743	10.31	0.30	8.57	A0	1
NGC 1664	04 47.5	+43 37	161.66	-00.44	1697	11.92	0.24	8.51	B8	4
NGC 1778	05 04.7	+36 59	168.88	-02.00	1477	11.93	0.34	8.05	B6	1
NGC 1817	05 09.2	+16 38	186.13	-13.13	2132	12.60	0.30	8.87	A0	4
NGC 1901	05 18.0	-68 30	279.05	-33.64	415	8.28	0.06	8.92	—	1
NGC 1912	05 25.3	+35 48	172.27	+00.70	1118	11.07	0.26	8.48	B4	2
NGC 2099	05 49.1	+32 32	177.65	+03.09	1356	11.56	0.28	8.50	B9	2
NGC 2168	06 05.8	+24 21	186.58	+02.18	846	10.44	0.25	8.00	B3	12
NGC 2251	06 32.0	+08 24	203.60	+00.13	1293	11.26	0.22	8.31	—	3
NGC 2287	06 44.9	-20 41	231.10	-10.23	655	9.15	0.02	8.40	B3	2
NGC 2286	06 45.1	-03 07	215.32	-02.30	2191	11.80	0.03	9.21	—	1

*suite sur la page suivante*

<i>suite de la page précédente</i>										
Amas	$\alpha_{1950}$ h m	$\delta_{1950}$ ° ' "	$l$ °	$b$ °	$d$ (pc)	$D$ mag	$E(B - V)$ mag	$\log \tau$	TS	$N$
NGC 2281	06 45.8	+41 07	175.00	+17.06	528	8.93	0.10	8.36	A0	1
NGC 2353	07 12.2	-10 13	224.72	+00.38	1038	10.46	0.12	7.89	B0	1
NGC 2354	07 12.2	-25 39	238.42	-06.80	2089	12.14	0.17	8.80	—	2
NGC 2360	07 15.5	-15 32	229.80	-01.42	1459	11.11	0.09	8.95	B8	4
Melotte 66	07 24.9	-47 38	259.61	-14.29	2876	12.84	0.17	9.69	A0	34
NGC 2422	07 34.3	-14 23	230.97	+03.13	426	8.37	0.07	7.78	B3	1
NGC 2420	07 35.5	+21 41	198.11	+19.65	2464	11.96	0.00	9.32	—	12
NGC 2437	07 39.5	-14 42	231.87	+04.07	1491	11.38	0.16	8.40	B9	1
NGC 2451	07 43.6	-37 51	252.41	-06.72	242	7.05	0.04	8.00	B7	2
NGC 2477	07 50.5	-38 25	253.58	-05.83	1796	12.33	0.33	8.95	—	19
NGC 2516	07 57.5	-60 44	273.94	-15.88	373	8.18	0.10	7.79	B3	5
NGC 2632	08 37.2	+20 10	205.54	+32.52	179	6.33	0.02	8.84	A0	5
NGC 2660	08 40.6	-46 58	265.86	-03.03	2884	13.52	0.38	9.22	—	9
NGC 2682	08 47.7	+12 00	215.58	+31.72	803	9.75	0.07	9.72	B8	30
IC 2488	09 26.1	-56 46	277.81	-04.40	998	10.73	0.23	7.90	B8	1
NGC 3114	10 01.1	-59 52	283.34	-03.83	893	9.95	0.06	7.93	B9	3
Collinder 223	10 28.7	-59 34	286.19	-01.87	1944	12.15	0.22	7.55	—	2
NGC 3496	10 57.8	-60 04	289.55	-00.40	852	11.16	0.47	9.13	—	2
NGC 3532	11 04.3	-58 24	289.64	+01.46	443	8.36	0.04	8.40	B5	6
IC 2714	11 15.7	-62 26	292.44	-01.76	1320	11.68	0.36	8.50	—	1
NGC 3680	11 23.3	-42 58	286.77	+16.93	735	9.59	0.08	9.53	—	2
NGC 3960	11 48.4	-55 25	294.41	+06.18	1683	12.06	0.29	9.03	—	1
Ruprecht 97	11 54.8	-62 22	296.76	-00.42	1500	11.52	0.20	8.66	—	1
NGC 4349	12 21.7	-61 37	299.77	+00.82	2315	13.07	0.39	8.46	B8	1
Melotte 111	12 22.6	+26 23	221.20	+84.01	83	4.63	0.01	8.69	A0	1
Harvard 8	13 15.4	-66 56	305.59	-04.46	1738	12.32	0.36	8.11	—	1
NGC 5316	13 50.4	-61 37	310.23	+00.12	1330	11.48	0.27	8.16	B5	2
NGC 5460	14 04.4	-48 05	315.78	+12.65	587	9.23	0.12	8.06	B8	1
NGC 5617	14 26.0	-60 30	314.67	-00.10	1537	12.57	0.51	7.57	B0	6
Collinder 285	14 40.3	+69 47	109.87	+44.67	25	1.99	0.00	8.30	A0	2
NGC 5822	15 01.5	-54 09	321.71	+03.58	982	10.44	0.15	8.95	B8	2
NGC 5823	15 02.0	-55 24	321.16	+02.46	705	9.59	0.11	9.22	F0	1
NGC 6067	16 09.3	-54 05	329.76	-02.20	1703	12.34	0.37	7.97	B2	4
NGC 6259	16 57.1	-44 36	341.98	-01.52	1879	13.45	0.65	8.30	F8	3
IC 4651	17 20.8	-49 54	340.07	-07.88	789	9.90	0.13	9.52	—	4
NGC 6416	17 41.1	-32 20	356.94	-01.54	793	10.26	0.24	8.22	A0	2
NGC 6633	18 25.3	+06 32	36.09	+08.28	383	8.43	0.16	8.66	B6	3
IC 4725	18 28.7	-19 17	13.58	-04.48	633	10.54	0.48	7.94	B5	4
NGC 6664	18 34.0	-08 16	23.95	-00.50	1117	12.35	0.66	7.77	B3	1
IC 4756	18 36.5	+05 24	36.37	+05.26	480	9.05	0.20	8.78	B7	1
Trumpler 35	18 40.3	-04 11	28.29	-00.01	1269	14.33	1.19	7.51	B4	1
NGC 6705	18 48.4	-06 20	27.31	-02.77	1794	12.61	0.42	8.25	B8	1
NGC 6709	18 49.1	+10 17	42.16	+04.70	946	10.90	0.32	8.01	B5	1
NGC 6716	18 51.6	-19 57	15.39	-09.59	660	9.51	0.13	7.97	B5	1
NGC 6819	19 39.6	+40 04	73.98	+08.47	1689	11.81	0.21	9.40	A0	17
NGC 6834	19 50.2	+29 17	65.70	+01.18	2146	14.03	0.74	7.72	B2	1

*suite sur la page suivante*

suite de la page précédente										
Amas	$\alpha_{1950}$ h m	$\delta_{1950}$ ° ' "	$l$ °	$b$ °	$d$ (pc)	$D$ mag	$E(B-V)$ mag	$\log \tau$	TS	$N$
NGC 6939	20 30.4	+60 28	95.88	+12.30	1202	12.00	0.50	9.20	B8	4
NGC 6940	20 32.5	+28 08	69.90	-07.16	1042	10.83	0.23	8.94	B8	6
IC 1369	21 10.4	+47 32	89.59	-00.42	988	11.89	0.60	9.16	—	3
NGC 7062	21 21.4	+46 10	89.93	-02.72	1997	12.81	0.41	8.62	A1	2
NGC 7082	21 27.6	+46 52	91.19	-02.95	1332	11.36	0.23	8.45	—	4
NGC 7086	21 28.8	+51 22	94.41	+00.20	1183	12.60	0.70	7.88	A5	4
NGC 7142	21 44.7	+65 34	105.42	+09.45	987	11.25	0.40	9.86	F3	14
NGC 7243	22 13.3	+49 38	98.86	-05.55	739	10.11	0.24	7.90	B7	1
King 11	23 45.4	+68 21	117.16	+06.47	2090	14.80	1.00	9.70	—	18
NGC 7788	23 54.2	+61 07	116.43	-00.79	2528	12.97	0.30	7.52	B4	1
NGC 7789	23 54.5	+56 27	115.49	-05.36	1841	12.13	0.25	9.25	B9	25

TAB. 5.1 - Amas dont les blue stragglers ont été sélectionnés dans le catalogue d’Ahumada & Lapasset. Les paramètres ont été collectés dans la Base des Amas :  $\alpha_{1950}$ ,  $\delta_{1950}$  : coordonnées équatoriales,  $l$ ,  $b$  : coordonnées galactiques,  $d$  : distance en parsecs,  $D$  : module de distance,  $E(B-V)$  : rougissement,  $\log \tau$  : âge, TS : type spectral du turnoff,  $N$  : nombre de blue stragglers

Les données relatives aux amas, dans la table 5.1, sont extraites de la Base des Amas<sup>10</sup> (Mermilliod 1995) et proviennent essentiellement du catalogue de Lyngå (1987). Elles permettent, combinées aux données photométriques individuelles des BS du catalogue d’Ahumada & Lapasset, de positionner ces derniers dans un diagramme H-R. La figure 5.2 place les magnitudes absolues et couleurs dérougées des 346 BS tirés du catalogue d’Ahumada & Lapasset, surimposées au diagramme Hipparcos. Les BS se placent bien sur la séquence principale et son prolongement.

## 5.4 Simulation de blue stragglers de champ

### 5.4.1 Le modèle DASGAL-Besançon

Dans le but de simuler le contenu stellaire au voisinage du Soleil tant sur le plan cinématique qu’au niveau du diagramme couleur–magnitude, il a été fait usage du modèle de synthèse de populations stellaires initialement développé à Besançon (Robin & Crézé 1986; Bienaymé et al. 1987). Des descriptions plus récentes du modèle sont faites par Haywood et al. (1997a) et Haywood et al. (1997b).

Le modèle est basé sur un schéma d’évolution (trajets évolutifs, taux de formation d’étoiles, fonction de masse initiale) et utilise les contraintes dynamiques (équations de Boltzmann et de Poisson); chaque étoile simulée possède ses paramètres fondamentaux (âge, masse, température, luminosité, gravité) donnant lieu au calcul de magnitudes absolues et de couleurs ainsi que les paramètres issus des distributions spatiales et cinématiques (coordonnées galactiques, distance et vitesses  $U$ ,  $V$ ,  $W$ ). On les appelle paramètres théoriques. Les paramètres fondamentaux sont calculés en utilisant les trajets évolutifs de Padoue (Bressan et al. 1993; Fagotto et al. 1994a; Fagotto et al. 1994b; Fagotto et al. 1994c) et de Lyon pour les étoiles de masse inférieure à  $0.8 M_{\odot}$  (Baraffe et al. 1997; Baraffe et al. 1998).

Haywood (1998) a adapté le modèle aux données d’Hipparcos. Il produit ainsi un catalogue d’observables directement comparable au produit final de la mission Hipparcos. Ces observables sont la parallaxe, les magnitudes apparentes, les couleurs, les mouvements propres, la vitesse radiale, tous entachés d’une erreur simulée.

10. <http://obswww.unige.ch/webda>

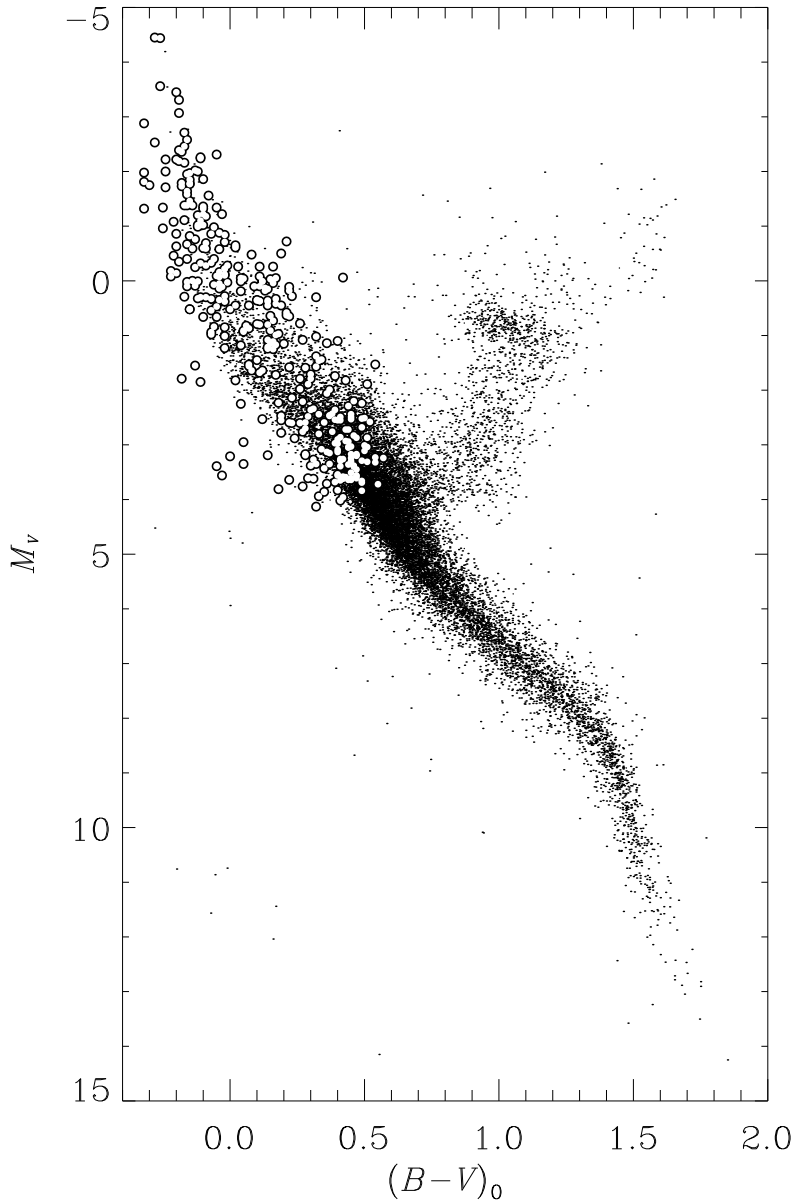


FIG. 5.2 - 346 Blue stragglers sélectionnés dans le catalogue d'Ahumada & Lapasset (1995) superposés au diagramme H-R Hipparcos ( $\sigma_{\pi}/\pi < 0.2$  et  $\sigma_{B-V} < 0.025$  mag)

Le modèle inclut trois populations dont les paramètres sont décrits dans la table 5.2 qui regroupe les différentes distributions de métallicité, vitesses, positions spatiales. Le modèle est utilisé ici avec un taux de binarité de 0 %.

### Simulation du voisinage solaire

La sphère de 1 kpc autour du Soleil a été simulée par le modèle DASGAL-Besançon en appliquant une coupure en magnitude apparente ( $V < 13$  mag). Par symétrie, il est suffisant de calculer seulement  $\frac{1}{8}$  de la sphère ( $l \in [0, 90]$ ,  $b \in [0, 90]$ ), la sphère totale sera composée de 8 fois le contenu de cette portion. Le catalogue résultant donne paramètres théoriques et observables pour quelques 850 000 étoiles (soit 6.8 millions d'étoiles pour toute la sphère). Les étoiles se répartissent dans les différentes populations comme indiqué ci-dessous (pour le disque mince, les

Disque mince							
âge du disque mince: $10 \cdot 10^9$ ans							
taux de formation d'étoiles constant							
IMF	$< 1 M_{\odot}$ : $x = 0.050$						
	$> 1 M_{\odot}$ : $x = 1.705$						
$\tau$	0.00–0.15	0.15–1.00	1.00–2.00	2.00–3.00	3.00–5.00	5.00–7.00	7.00–<
$e$	0.01400	0.02530	0.03030	0.04970	0.05940	0.06320	0.06320
$\rho$	7.5 %	14.3 %	15.5 %	9.3 %	15.5 %	14.5 %	21.2 %
$\sigma_U$	11.5	18.5	21.0	23.5	25.2	26.0	26.0
$\sigma_V$	10.5	11.5	13.1	14.8	16.5	16.5	16.5
$\sigma_W$	6.0	8.0	9.0	12.7	14.5	15.2	15.2
[Fe/H]	14 % $\hookrightarrow \mathcal{N}(-0.398, 0.1)$						
	86 % $\hookrightarrow \mathcal{N}(0.0, 0.1)$						
Disque épais			Halo				
âge du disque épais: $11 \cdot 10^9$ ans			âge du halo: $12 \cdot 10^9$ ans				
$h_Z = 1200$ pc				$c = 0.8$			
$\rho = 2\%$				$\rho = 0.2\%$			
$\sigma_U = 80.0$				$\sigma_U = 131.0$			
$\sigma_V = 60.0$				$\sigma_V = 106.0$			
$\sigma_W = 55.0$				$\sigma_W = 85.0$			
[Fe/H]	$\hookrightarrow \mathcal{N}(-0.7, 0.15)$			[Fe/H]	$\hookrightarrow \mathcal{N}(-1.5, 0.3)$		

TAB. 5.2 - Paramètres utilisés dans le modèle *DASGAL-Besançon* pour simuler le voisinage solaire: extension spatiale, pourcentages de la densité de masse locale  $\rho$ , ellipsoïdes de vitesses  $\sigma_U \sigma_V \sigma_W$  ( $\text{km s}^{-1}$ ), distributions gaussiennes de métallicités. Pour le disque mince, la pente  $x$  de la fonction de masse initiale (IMF) est donnée pour chaque intervalle de masse, les paramètres des distributions sont donnés par tranche d'âge  $\tau$  (milliards d'années).  $e$  représente l'excentricité de la coupe du disque mince selon les lois de densité d'Einasto (1979),  $h_Z$  est l'échelle de hauteur du profil exponentiel du disque épais,  $c$  est l'excentricité de la composante sphéroïdale associée à la loi de puissance d'exposant 3.1. (Bienaymé et al. 1987)

subdivisions correspondent aux sept tranches d'âge de la table 5.2)

2.21 %	9.17 %	11.56 %	10.45 %	18.85 %	18.16 %	25.53 %	3.97 %	0.10 %
disque mince						disque épais		halo

La simulation, complète jusqu'à  $V = 13$ , est normalisée sur la distribution des magnitudes apparentes du contenu du catalogue Hipparcos <sup>11</sup>.

11. Le modèle génère trop d'étoiles par rapport à ce qui est observé. Ceci tient à deux raisons. Tout d'abord, cette simulation a été faite en prenant un taux de binaire de 0%, alors que le taux observé est sans doute d'au

### 5.4.2 Paramétrisation des blue stragglers

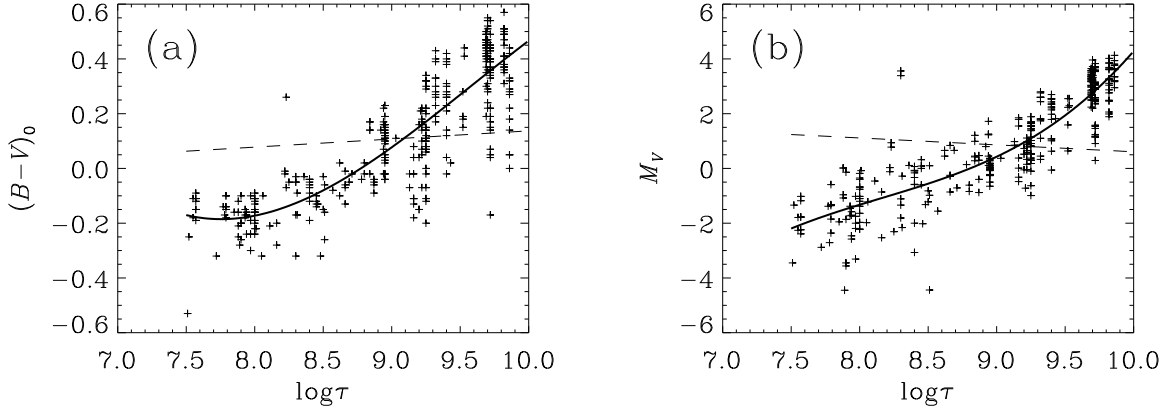


FIG. 5.3 - Paramétrisation de la séquence des blue stragglers en couleur  $(B - V)_0$  (a) et en magnitude absolue (b). Les courbes continues sont les ajustements par des polynômes de degré 3 et les lignes en tirets représentent les écart-types glissants.  $(B - V)_0 = \mathcal{P}_c(\log \tau)$ ;  $\sigma_{(B-V)_0} = \mathcal{P}_c^\sigma(\log \tau)$ ;  $M_V = \mathcal{P}_m(\log \tau)$ ;  $\sigma_{M_V} = \mathcal{P}_m^\sigma(\log \tau)$

La séquence des *BS* définie au §5.3.2 est paramétrisable en fonction de l'âge associé aux *BS* par l'intermédiaire de la datation de l'amas ouvert hôte. Les figures 5.3.a et 5.3.b montrent respectivement les corrélations de l'indice  $(B - V)_0$  et de la magnitude  $M_V$  des *BS* avec le logarithme de leur âge  $\log \tau$ , ajustées par les polynômes cubiques  $\mathcal{P}_c(\log \tau)$  et  $\mathcal{P}_m(\log \tau)$ . Cette dépendance entre la position couleur–magnitude des *BS* et l'âge de l'amas qui les abrite vient du fait observé que l'extension de la séquence principale constituée par les *BS* ne dépasse pas une certaine magnitude limite de 2–3 mag plus brillante que la magnitude du *turnoff* de l'amas. Ainsi la position des *BS* est liée à celle du coude de l'isochrone décrivant l'amas.

L'idée sous-jacente à cette paramétrisation est de suivre l'hypothèse de Wheeler avançant que les *BS* sont des étoiles qui ont prolongé leur temps de vie sur la séquence principale plutôt que d'évoluer vers le stade de géante, et donc de simuler des *BS* en ramenant sur la séquence paramétrée des étoiles évoluées. Ces étoiles ayant une cinématique en rapport à leur âge, vont se voir attribuer une nouvelle position couleur–magnitude déduite de leur âge suivant les calibrations de la séquence des *BS*, et devenir ainsi des étoiles de séquence principale ayant une cinématique vieillie.

### 5.4.3 Génération des blue stragglers

Wheeler (1979b), en étudiant les amas, a trouvé que la quantité de *BS* avait un rapport  $\frac{1}{4}$  avec le taux d'étoiles géantes. Les *BS* vont donc être simulés en utilisant cette proportion

moins 50%, donc toute la matière disponible ( $0.04 M_\odot \text{ pc}^{-3}$  au voisinage du soleil), est simulée sous forme d'étoiles simples, et aucune masse ne se cache sous la forme de système multiple non-résolu. Ceci rend compte d'une partie du désaccord, mais d'une petite partie seulement. L'autre cause vient de la façon dont le modèle est normalisé sur la quantité de masse dans les 20 pc autour du soleil, évaluation qui est faite à partir de la fonction de luminosité. Dans une sphère de 20 pc, il y a très peu d'étoiles de magnitude absolue plus brillante que  $M_V = 5$ , qui par contre sont majoritaire dans le catalogue Hipparcos, d'où imprécision de la quantité de masse qui doit réellement être attribuée à ces étoiles

empirique, un quart des géantes issues de la simulation avec le modèle DASGAL-Besançon va être transformé en *BS* en les remplaçant dans le diagramme H-R en employant la séquence de *BS*. Les géantes candidates vont être choisies selon divers paramètres pour s'assurer qu'elles proviennent d'étoiles nées sur la séquence principale, à l'endroit approximatif où la séquence des *BS* va les remplacer. Les critères de sélection appliqués sur les étoiles créées par le modèle s'expriment donc en termes de masse ( $\mathcal{M}$ ), âge ( $\log \tau$ ) et gravité ( $\log g$ ) :

$$\begin{cases} \mathcal{M} > 1.5 M_{\odot} \\ \log g < 3.5 \\ 7.5 < \log \tau < 10.0 \end{cases} \quad (5.1)$$

La sélection suivant l'âge, en plus de restreindre au domaine de paramétrisation de la séquence des *BS*, permet de ne sélectionner que les étoiles du disque mince car dans le modèle DASGAL-Besançon le disque épais et le halo sont respectivement représentés par des isochrones de 11 et 12 milliards d'années.

Les candidates évoluées sont sélectionnées dans le  $\frac{1}{8}$  de la sphère simulé. Un tirage aléatoire suivant une loi uniforme est effectué, chaque étoile ayant une probabilité de 0.25 (Wheeler 1979b) d'être conservée. La couleur  $(B-V)_0$  et la magnitude  $M_V$  sont ensuite recalculées en utilisant les ajustement polynômiaux de la séquence de *BS* et l'âge  $\log \tau$  correspondant à l'étoile par un tirage dans les gaussiennes  $\mathcal{N}(\mathcal{P}_c(\log \tau), \mathcal{P}_c^{\sigma}(\log \tau))$  et  $\mathcal{N}(\mathcal{P}_m(\log \tau), \mathcal{P}_m^{\sigma}(\log \tau))$ . Ne sont conservés, parmi les autres paramètres, que l'âge, la position spatiale et la cinématique. La magnitude apparente  $V$  est recalculée, déduite de la nouvelle magnitude absolue affectée à l'étoile.

La sélection des candidates évoluées compte  $\approx 27\,000$  étoiles sur les 850 000 du  $\frac{1}{8}$  de la sphère. La transformation de ces étoiles en *BS* en crée environ 6 600. Les *BS* ainsi générés sont réincorporés au  $\frac{1}{8}$  de la sphère initial et sur l'ensemble est appliquée la censure en magnitude apparente suivant la distribution en  $V$  du catalogue Hipparcos. Il en résulte un catalogue final simulé de 123 568 étoiles.

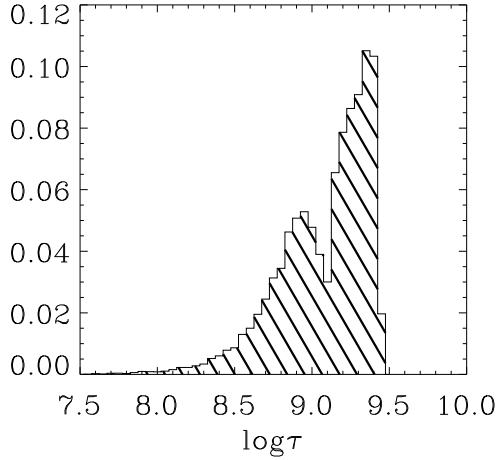
## 5.5 Contribution des blue stragglers aux étoiles chaudes à grande vitesse

### 5.5.1 Blue stragglers dans le voisinage solaire

La distribution des étoiles le long de la séquence des *BS* va directement découler de la distribution des âges des étoiles sélectionnées par le système d'équations (Figure 5.4).

La position des *BS* dans le diagramme H-R, montrée dans la figure 5.5, ne recouvre ainsi pas toute la séquence paramétrée. Le fait que peu d'étoiles candidates évoluées d'âge inférieur à  $\log \tau = 8.5$  aient été sélectionnées implique que le haut de la séquence ( $M_V < -3$ ) soit très peu peuplé. C'est également le manque d'étoiles vieilles ( $9.5 < \log \tau < 10.0$ ) qui entraîne la faible quantité de *BS* intrinsèquement faibles ( $M_V > +4$ ). La pénurie d'étoiles vieilles vient de la sélection faite sur la masse ( $\mathcal{M} > 1.5 M_{\odot}$ ), en effet une étoile 1.5 fois plus massive que le Soleil a un temps de vie d'environ 2.2 milliards d'années (Mihalas & Binney 1981), ce qui correspond à  $\log \tau = 9.3$ . Les étoiles de masse supérieure seront donc moins âgées.

La génération de *BS* par le procédé décrit dans le paragraphe précédent a créé 5 894 sur la séquence paramétrée. Ils sont placés dans le diagramme couleur-magnitude (Figure 5.5), surimposés au diagramme issu de la simulation. Si la position des *BS* dans le diagramme est intrinsèquement bruitée de part la propagation des erreurs associées aux données des amas ouvert dans la paramétrisation de la séquence, la position des étoiles directement tirées de la simulation


 FIG. 5.4 - *Distribution normalisée des âges des étoiles candidates évoluées sélectionnées suivant leurs âge, gravité et masse*

par le modèle DASGAL-Besançon vient des calculs utilisant les trajets évolutifs de Padoue et ne sont pas entachés d'erreurs observationnelles. On discerne ainsi très bien dans la figure 5.5 les différentes structures qui composent le diagramme : la branche des géantes, le *clump* et quelques étoiles de la branche horizontale autour  $M_V = +1$  se prolongeant vers les sous-naines chaudes en dessous de la séquence principale vers  $(B - V)_0 = 0$ .

La largeur de la séquence des *BS*, qui est déduite de l'ajustement de l'écart-type glissant calculé en  $\log \tau - (B - V)_0$  et  $\log \tau - M_V$  des *BS* d'amas (Figure 5.3), est légèrement supérieure à celle de la séquence principale des étoiles normales modélisées.

$(B - V)_0$	$N^*$	$N_{BS}^*$	$\frac{N_{BS}^*}{N^*}$
-0.50 , -0.45	18	0	0.0 %
-0.45 , -0.40	128	4	3.1 %
-0.40 , -0.35	380	33	8.7 %
-0.35 , -0.30	815	50	6.1 %
-0.30 , -0.25	1 816	167	9.2 %
-0.25 , -0.20	2 683	274	10.2 %
-0.20 , -0.15	3 671	462	12.6 %
-0.15 , -0.10	4 135	633	15.3 %
-0.10 , -0.05	4 115	807	19.6 %
-0.05 , 0.00	3 908	756	19.3 %
0.00 , 0.05	3 626	791	21.8 %
0.05 , 0.10	3 410	584	17.1 %
0.10 , 0.15	3 224	510	15.8 %
0.15 , 0.20	2 903	328	11.3 %
0.20 , 0.25	2 923	247	8.5 %
0.25 , 0.30	3 072	119	3.9 %
0.30 , 0.35	3 228	65	2.0 %
0.35 , 0.40	3 436	36	1.0 %
0.40 , 0.45	3 532	17	0.5 %
0.45 , 0.50	3 333	7	0.2 %
-0.50 , 0.50	54 356	5 890	10.8 %

 TAB. 5.3 - *Taux de blue stragglers dans le voisinage solaire par tranches de  $(B - V)_0$  :  $N^*$  et  $N_{BS}^*$  représentent respectivement le nombre d'étoiles normales et de *BS*, le rapport  $\frac{N_{BS}^*}{N^*}$  indique la proportion de *BS**

L'histogramme de la figure 5.6 représente la distribution des couleurs  $(B - V)_0$  comparées



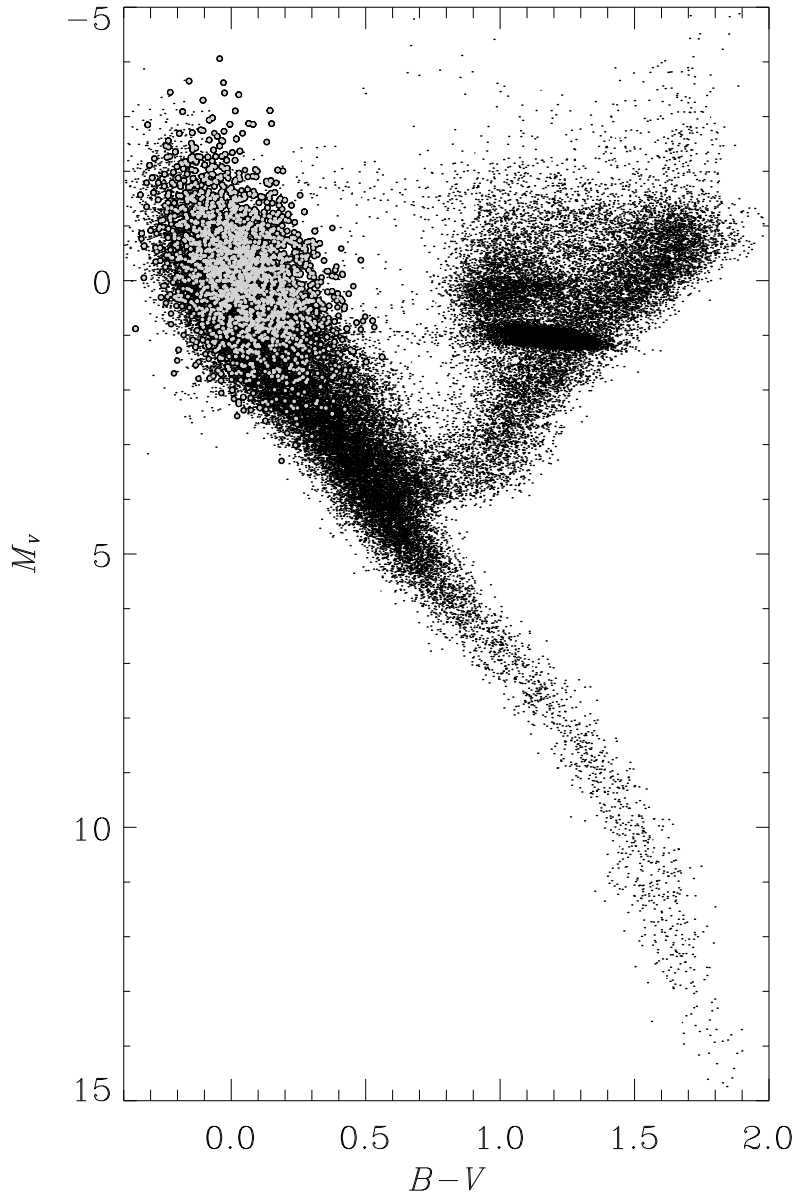


FIG. 5.5 - Diagramme H-R,  $(B - V)_0 - M_V$ , des 123 568 étoiles simulées contenues dans l'échantillon final censuré en V. Les BS figurent en gris dans le diagramme

des étoiles normales et des BS. Les BS se cantonnent au domaine de couleur  $[-0.5, 0.5]$  et leur proportion par rapport aux étoiles normales de la simulation peut être calculée par intervalle de couleur. La table 5.3 résume ces proportions  $\frac{\text{étoiles normales}}{\text{blue stragglers}}$  par tranche de  $(B - V)_0$  (0.05 mag). Le taux de BS est maximal autour de  $(B - V)_0 = 0.0$ , 20 % des étoiles du voisinage solaire de cette couleur sont composés de BS. Shields & Twarog (1988) ont calculé la contribution des BS parmi les étoiles A, utilisant différents taux de formation d'étoiles. Leurs résultats pour un taux constant, correspondant à ce qui a été employé dans le modèle DASGAL-Besançon, donnent une fraction de BS entre 0.143 et 0.165 suivant la loi de hauteur dont ils font usage. Shields & Twarog définissent les étoiles A de leur simulation par un intervalle de  $T_{\text{eff}}$  ( $3.86 < \log T_{\text{eff}} < 3.98$ ). Dans la simulation effectuée avec le modèle DASGAL-Besançon, cet intervalle de température effective correspond à des couleurs  $(B - V)_0$  comprises entre  $-0.1$  et  $0.4$ . Et la proportion de BS dans cette tranche de couleur, d'après la table 5.3, est 12.5 %, sensiblement analogue aux résultats de

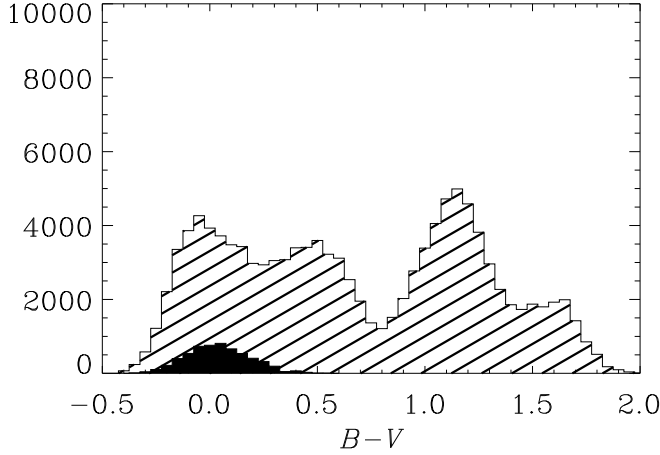


FIG. 5.6 - Distribution des couleurs  $(B - V)_0$  des 123 685 étoiles simulées contenues dans l'échantillon final censuré en  $V$ . Les BS générés de l'échantillon figurent dans l'histogramme noirci

Shields & Twarog.

### 5.5.2 Cinématique des différentes populations

Parmi les étoiles de la simulation qui se placent dans la partie bleue du diagramme H-R ( $B - V < 0.4$ ), figurent :

- les étoiles du disque mince, tous âges confondus,
- les BS générés à partir des géantes du disque mince,
- les étoiles de disque épais, les étoiles du halo ayant disparu dans la censure en magnitude apparente.

La figure 5.7 montre les distributions normalisées des vitesses pour les différentes étoiles simulées, et les caractéristiques sont résumées dans la table 5.4. On y remarque que les BS ont une cinématique à peine vieillie et ne sont pas significativement différenciables des étoiles normales de séquence principale plus vieilles que 2–3 milliards d'années environ. Ce résultat était attendu du fait que dans le modèle DASGAL-Besançon il y a très peu d'évolution dynamique du disque mince au delà de 3 milliards d'années. L'augmentation des dispersions de vitesses avec l'âge plafonne à 26, 16 et 15  $\text{km s}^{-1}$  dans les composantes  $U$ ,  $V$  et  $W$  respectivement (Table 5.2).

	$\langle U' \rangle$	$\sigma_U$	$\langle V_{\text{rot}} \rangle$	$\sigma_V$	$\langle W' \rangle$	$\sigma_W$
disque mince	$6 \pm 1$	$24 \pm 1$	$219 \pm 1$	$15 \pm 1$	$0 \pm 1$	$12 \pm 1$
blue stragglers	$8 \pm 1$	$26 \pm 1$	$220 \pm 1$	$15 \pm 1$	$0 \pm 1$	$13 \pm 1$
disque épais	$3 \pm 5$	$69 \pm 5$	$135 \pm 5$	$66 \pm 5$	$-1 \pm 3$	$50 \pm 4$

TAB. 5.4 - Moyennes et dispersions des distributions de vitesses des étoiles de la simulation de la figure 5.7

Il est intéressant de remarquer que la distribution des étoiles du disque épais (composées de BHB) est semblable à celle du groupe 6 isolé par la méthode LM dans l'échantillon observé. La dispersion perpendiculairement au plan galactique,  $\sigma_W$  est du même ordre, mais le groupe 6 est plus dispersé en  $U$  et  $V$ , du fait de son hétérogénéité et des étoiles du halo qu'il contient.

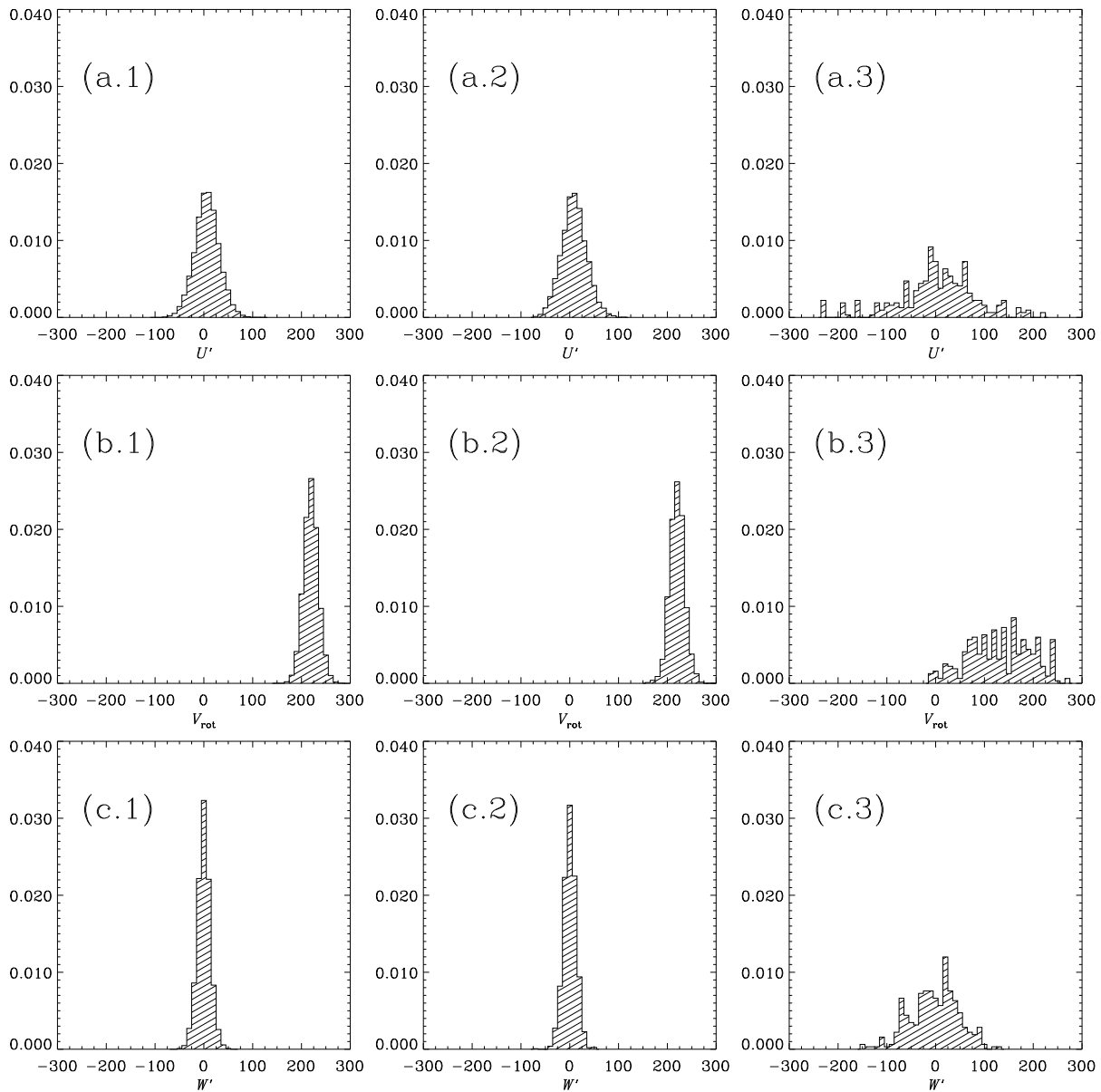


FIG. 5.7 - Distributions normalisées des vitesses spatiales (a)  $U'$ , (b)  $V_{\text{rot}}$ , (c)  $W'$  pour les étoiles simulées sélectionnées sur  $B - V < 0.4$  et séparées suivant les trois populations (1) disque mince, (2) BS du disque mince, (3) disque épais

### Distribution spatiale

Les distributions normalisées des hauteurs sont montrées dans la figure 5.8 et indiquent que les étoiles sont pour la plus grande partie confinées près du plan, quelques unes atteignant des hauteurs de l'ordre de 700–800 pc. Les distributions des  $|z|$  sont aussi affichées pour les groupes 6 et 8 de l'échantillon observé. Si les étoiles du groupe 6 restent en-deçà de  $\pm 1$  kpc de part et d'autre du plan galactique, les étoiles du groupe 8 atteignent des distances de plus de 5 kpc du plan.

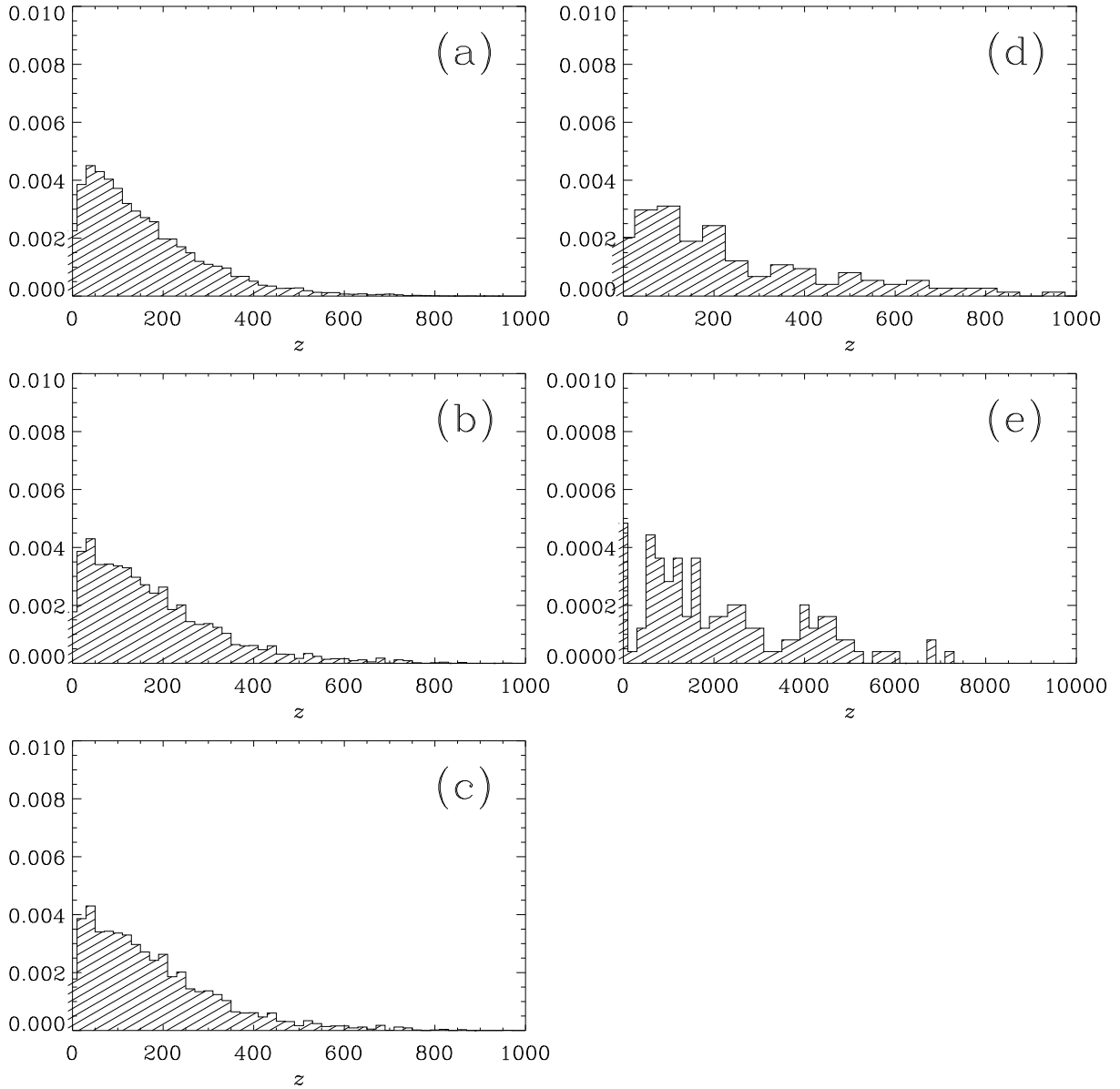


FIG. 5.8 - Distributions des hauteurs  $|z|$  pour les étoiles simulées séparées en étoiles (a) du disque mince, (b) blue stragglers, (c) et du disque épais, ainsi que pour (d) le groupe 6 et (e) le groupe 8 isolés par la méthode LM sur l'échantillon observé

### 5.5.3 Étoiles à grande vitesse

#### Sélection de l'échantillon

Une sélection semblable à celle faite sur l'échantillon observé tiré du catalogue Hipparcos peut être effectuée sur l'échantillon simulé agrémenté de *BS*. Dans le but de tenir compte des erreurs observationnelles, les vitesses  $U$ ,  $V$ ,  $W$ , qui dans le catalogue issu du modèle DASGAL-Besançon n'ont pas d'erreurs, sont recalculées en faisant usage des observables bruitées. Les parallaxes que Haywood (1998) bruité suivant la dépendance de  $\sigma_\pi$  avec la latitude écliptique  $\beta$

et la magnitude  $V$  ne subissent par contre pas ce traitement dans notre cas. En effet les distances simulées par le modèle vont être bruitées selon la relation montrée dans la figure 4.1, car les données observées sont munies d'une distance calculée avec la méthode LM et non directement tirée de la parallaxe trigonométrique. Le  $\sigma_d$  est donc évalué en fonction de la distance par un ajustement de la relation de la figure 4.1.

Les vitesses spatiales se retrouvent donc entachées d'une « erreur d'observation » et la différence entre la valeur vraie et la valeur recalculée avec les données bruitées est prise comme barre d'erreur. L'échelle de hauteur  $z$  est évaluée en utilisant la distance bruitée et la barre d'erreur est estimée par la différence avec la hauteur calculée avec la distance vraie.

La couleur  $B - V$  est rougie en prenant une absorption interstellaire de  $0.7 \text{ mag kpc}^{-1}$  (Robin 1983).

La sélection des étoiles à grande vitesse peut donc s'opérer de façon identique :

$$B - V < 0.4 \text{ mag} \quad \text{et} \quad \frac{\sigma_d}{d} < 0.4 \quad \left\{ \begin{array}{l} \mathcal{V} > 65 \text{ km s}^{-1} \\ \text{ou} \\ V_t > 60 \text{ km s}^{-1} \\ \text{ou} \\ |z| > 300 \text{ pc} \end{array} \right. \quad (5.2)$$

Appliqué au contenu de la simulation, le critère 5.2 sélectionne 1 827 étoiles.

### Comportement cinématique

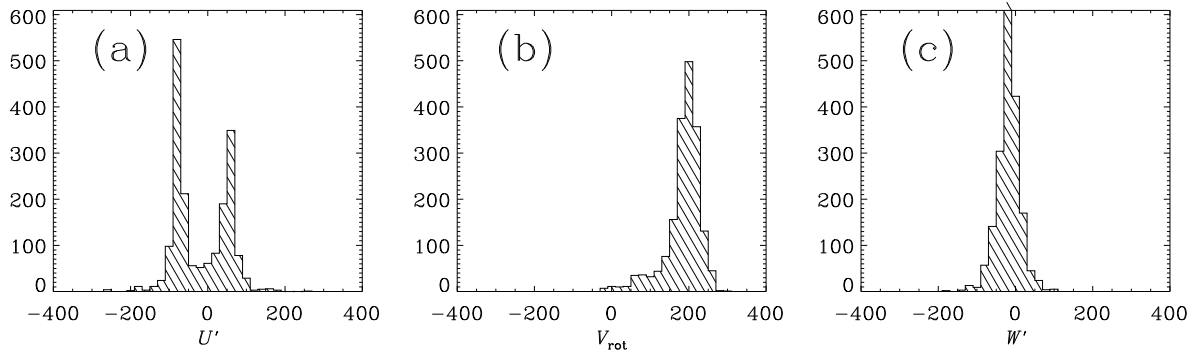


FIG. 5.9 - Échantillon d'étoiles à grande vitesse sélectionnées: (a,b,c) Distributions des vitesses spatiales  $U'$ ,  $V_{\text{rot}}$ ,  $W'$  pour les 1 827 étoiles

La figure 5.9 représente les distributions des vitesses spatiales des étoiles de la sélection. On y remarque que la distribution des vitesses dans la direction radiale galactocentrique (Figure 5.9.a) subit le même biais que l'échantillon observé (Figure 4.5.a), à savoir une pénurie de vitesses faibles et une plus grande proportion de vitesses vers l'anticentre que vers le centre galactique. La distribution des vitesses  $V_{\text{rot}}$  (Figure 5.9.b) montre le mélange des étoiles de disque mince et de disque épais.

D'après les résultats obtenus, les BS générés à partir des étoiles évoluées du disque mince ne peuvent contribuer aux étoiles à grande vitesse plus vieilles que 2 milliards d'années que par le

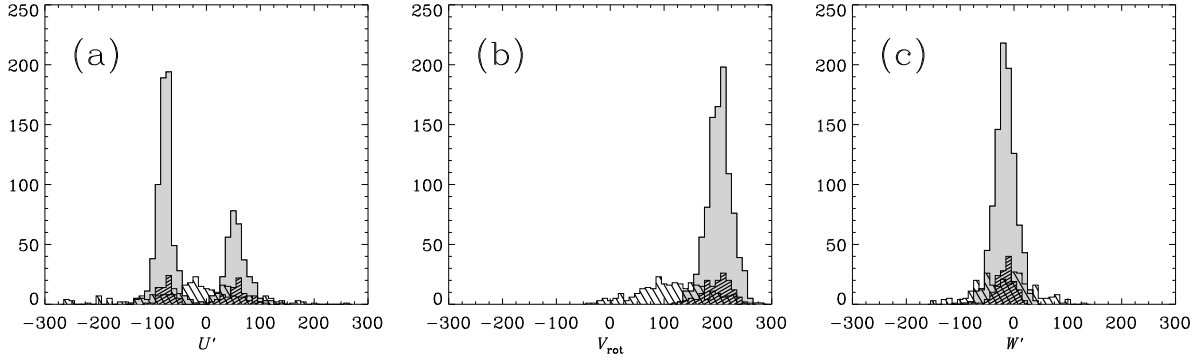


FIG. 5.10 - Distributions des vitesses spatiales bruitées (a)  $U'$ , (b)  $V_{\text{rot}}$ , (c)  $W'$  pour les étoiles à grande vitesse issues de la simulation, séparées en étoiles du disque mince (gris), blue stragglers (hachures serrées), disque épais (hachures)

biais de leur extrêmes queues de distribution, au même titre que les étoiles normales trouvées dans la séquence principale (Figure 5.10).

En revanche pour les étoiles plus jeunes que 1 milliard d'années environ, comme c'est le cas pour les étoiles B et A qui nous intéressent dans ce travail, les *BS* peuvent être une source d'étoiles à grande vitesse. Ainsi par exemple une étoile ayant une vitesse  $U' > 60 \text{ km s}^{-1}$  se trouve à plus de  $6 \sigma_U$  dans la distribution de vitesses caractéristiques d'étoiles B ( $\sigma_U \sim 10 \text{ km s}^{-1}$ ) et à plus de  $3 \sigma_U$  dans celle d'étoiles A ( $\sigma_U \sim 20 \text{ km s}^{-1}$ ). La contribution des *BS* aux étoiles à grande vitesse du disque mince varie selon l'âge du groupe considéré. Rappelons que d'après la table 5.3, les *BS* représentent environ 20 % des étoiles de type A précoce et 15 % des étoiles B.

#### 5.5.4 Blue stragglers du disque épais et du halo

On a vu dans le §5.5.2 que la population du disque épais a des caractéristiques cinématiques semblables à celles d'un des groupes isolés par la méthode LM. Le processus selon lequel les *BS* ont été générés dans ce chapitre découlent d'observations faites sur les *BS* des amas galactiques et ne peut pas s'appliquer ainsi sur ceux de population II. En particulier la paramétrisation de la séquence en fonction de l'âge n'est pas applicable avec le modèle DASGAL-Besançon puisque le disque épais, comme le halo, sont représentés chacun par une isochrone. À différence du disque mince où l'on observe une augmentation de la dispersion des vitesses avec l'âge, il peut être considéré que la dispersion des vitesses ne varie pas avec l'âge dans le cas du disque épais et du halo. Les *BS* appartenant au disque épais doivent avoir une cinématique semblable à celle des étoiles de BHB simulées, et une partie des étoiles observées peuvent être ce genre de *BS*. En effet, les *BS* trouvés dans les amas globulaires, comme le montre Sarajedini (1993) dans sa figure 3, occupent un intervalle de couleurs qui dépend de leur métallicité et qui couvre  $[0.0, 0.4]$  en  $B - V$ . Ils se placent sur un domaine de magnitudes allant de  $M_V = 2$  à 4 mag.

Stetson (1991) identifie, parmi les étoiles chaudes à grande vitesse qu'il observe dans le voisinage solaire, des candidates *BS* sous-métalliques. On retrouve quelques unes de ces étoiles dans la sélection des étoiles à grande vitesse, ce qui renforce l'hypothèse que les *BS* du disque épais contribue aux étoiles chaudes à grande vitesse au sein des étoiles de type A tardif.



# Chapitre 6

## Discussion

L'étude d'un échantillon d'environ 35 000 étoiles de type B–A–F observées par Hipparcos a permis, en faisant usage de la méthode LM (Luri 1995; Luri et al. 1996), d'identifier des étoiles chaudes candidates à grande vitesse et/ou à grande distance du plan galactique. Deux groupes ressortent de la classification par la méthode LM (Table 6.1).

	$\sigma_U$	$\sigma_V$	$\sigma_W$	$Z_0$
groupe 6	131.4±4.8	111.1±10.5	64.8±2.1	245.0±16.8
groupe 8	119.3±5.5	75.0±10.7	62.3±6.2	—

TABLE 6.1 - *Dispersions des distributions de vitesses et échelle de hauteur des étoiles des groupes 6 et 8 de la méthode LM*

Ces deux groupes sont hétérogènes, pouvant contenir des étoiles mal classées ainsi que des étoiles à grande vitesse et/ou à grande distance du plan galactique. Afin de se concentrer sur les étoiles chaudes à grande vitesse et/ou à grande distance du plan galactique, une sélection en  $B - V < 0.4$  et basée sur la cinématique (coupure en vitesse spatiale  $\mathcal{V}$  ou en vitesse tangentielle  $V_t$ ) et la répartition spatiale (coupure en hauteur  $|z|$ ) a été effectuée, en plus d'un critère de qualité sur les distances ( $\frac{\sigma_d}{d} \lesssim 0.4$ ). Cette sélection inclut aussi des étoiles de queues de distribution, classées par la méthode LM dans des groupes correspondant à la séquence principale ou aux branches des géantes et des supergéantes.

Plusieurs hypothèses ont été avancées pour expliquer les différents types d'étoiles chaudes à grande vitesse et/ou à grande distance du plan, ce peut être :

- des étoiles situées sur la BHB, appartenant à la population II,
- des étoiles massives formées dans le plan et catapultées hors de leur lieu de naissance (*runaways*),
- des étoiles formées *in situ* loin du plan (fontaines galactiques, accréation de matière extragalactique),
- des étoiles *blue stragglers*.

Les résultats de cette étude confirment les origines diverses de ces étoiles. La figure 6.1 dresse le diagramme H-R des étoiles des groupes 6 et 8. Parmi les étoiles candidates à grande vitesse et/ou à grande hauteur (en gras dans la figure 6.1) figurent des étoiles *runaways* et des membres



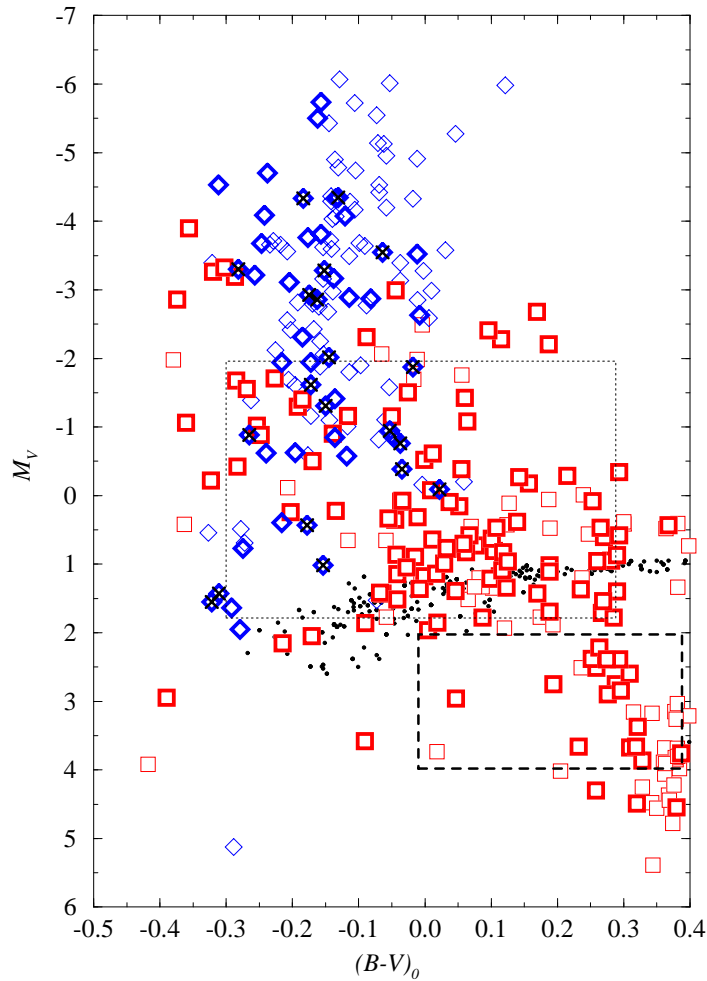


FIG. 6.1 - Diagramme H-R des groupes 6 et 8 isolés par la méthode LM.  $\square$  : groupe 6.  $\diamond$  : groupe 8. Les symboles gras indiquent les étoiles sélectionnées comme étoiles à grande vitesse ou à grande distance du plan galactique. Les  $\otimes$  représentent les étoiles situées à des hauteurs au-dessus du plan supérieures à 1 kpc, elles appartiennent toutes au groupe 8. Les points correspondent aux étoiles du disque épais se plaçant sur la branche horizontale. Le cadre en tirets représente le lieu où viennent se placer les BS de population II, et celui en pointillés l'endroit où se positionnent les BS du disque mince ayant été simulés

de la BHB. La séquence de BHB est matérialisée dans le diagramme H-R par les étoiles du disque épais simulées avec le modèle DASGAL-Besançon. On peut y voir, tout du long, une concentration d'étoiles essentiellement du groupe 6.

On trouve aussi, dans la partie lumineuse du diagramme, des étoiles en phase post-AGB identifiées par des recouvrements avec les résultats trouvés dans la littérature.

Le cadre en pointillés représente l'emplacement où se positionnent les BS du disque mince simulés à l'aide du modèle DASGAL-Besançon et des données des amas ouverts. Ces étoiles sont générées sous l'hypothèse qu'elles subissent une évolution ralentie, prolongeant leur temps de vie sur la séquence principale. Elles contribuent ainsi par leur queue de distribution de vitesses aux étoiles chaudes à grande vitesse. Plus l'âge du groupe d'étoiles considéré est jeune, plus la contribution des BS aux étoiles à grande vitesse peut être importante. C'est dans cette même région du diagramme H-R que l'on observe les étoiles particulière Bp-Ap.

---

Le cadre en tirets schématise la position qu'occupent les *BS* du disque épais et du halo. Ces *BS* apportent une contribution aux étoiles à grande vitesse, possédant une cinématique de population vieille. La composition chimique permet de les discerner, car ils affichent une légère déficience en métaux. Stetson (1991) a classé certaines étoiles en tant que « *blue stragglers* sous-métalliques » en utilisant la photométrie de Strömgren. Parmi elles, trois sont à grande vitesse et appartiennent au groupe 6 : HIP 146, 77946 et 43099. Elles se placent effectivement dans la région où sont attendues les *BS* du disque épais. On peut citer le travail, bientôt disponible, de Wilhelm (1995) sur 1 200 étoiles de BHB ou de séquence principale (type A) issues du *survey* spectroscopique et photométrique de Beers et al. (1988). Wilhelm y trouve des étoiles déficientes de séquence principale et s'attend à ce qu'elles soient des étoiles de BHB mal identifiées ou bien des *BS* de Population II.

Des étoiles situées sur la partie lumineuse de la séquence, la majorité provient du groupe 8. Dans ce groupe la méthode LM y classe essentiellement les étoiles chaudes à grande hauteur au-dessus du plan galactique. Parmi elles, plus de 20 étoiles ont des hauteurs  $|z| > 1\,000$  pc. On y trouve en particulier des sous-naines chaudes et *runaways*, mais toutes ne sont pas identifiées en tant que telles. Il est également intéressant de remarquer que la dispersion perpendiculairement au plan de ce groupe est de  $62.3 \pm 6.2 \text{ km s}^{-1}$ , étonnamment proche de la valeur trouvée par Rodgers (1971) pour ses étoiles A loin du plan :  $62 \pm 8 \text{ km s}^{-1}$ , que Rodgers et al. (1981) et Lance (1991) expliquent comme issues de l'accrétion d'un satellite de type magellanique. L'origine des étoiles loin du plan n'écarte pas cependant la formation dans des nuages à grande vitesse, les données étant insuffisantes pour permettre de trancher.



# CONCLUSIONS ET PERSPECTIVES

**H**IPPARCOS a livré le contenu de sa collecte de données astrométriques et photométriques permettant l'étude des étoiles chaudes à grande vitesse. L'existence de ce type d'étoiles montre une incohérence entre le temps de vie déterminé par la théorie de l'évolution stellaire pour les étoiles de type B et A de Population I et celui, beaucoup plus long, des mécanismes responsables de l'augmentation de la dispersion des vitesses.

Le premier problème a été l'identification de ces étoiles dans le catalogue Hipparcos. Ces étoiles étant intrinsèquement lumineuses et donc lointaines en moyenne, les parallaxes Hipparcos à elles seules ne permettraient pas de sélectionner un échantillon représentatif. L'utilisation d'une calibration de magnitudes absolues s'est avérée impérative. Étant donné que les étoiles chaudes sont en général des rotateurs rapides, l'étude a nécessité préalablement une analyse de l'effet de la rotation stellaire sur les magnitudes absolues.

## **Effet de la rotation sur les magnitudes absolues**

L'influence de la rotation stellaire sur les magnitudes absolues a été testée grâce aux parallaxes précises mesurées par Hipparcos. Dans ce but 567  $v \sin i$  ont été déterminés pour des étoiles de type spectral B8–F2. Ces étoiles faisaient partie des programmes d'observation au sol (ESO, OHP), complémentaires des données Hipparcos. Les  $v \sin i$  mesurés ont une erreur de l'ordre de 7%.

Il a été sélectionné un sous-échantillon de 634 étoiles de la séquence principale (classe de luminosité V), non binaires, sans particularité et de parallaxe connue à mieux que 10%. Sur ces étoiles, aucune influence significative n'est observée dans le diagramme H-R : faibles et grands  $v \sin i$  sont mélangés tout le long de la séquence et les magnitudes absolues, tout comme les couleurs  $B - V$ , ne varient pas de manière significative avec le  $v \sin i$ . Ce résultat confirme ainsi les conclusions de Jaschek (1970) et Jaschek & Gómez (1998).

## **Mesure de vitesses radiales**

On dispose, avec le catalogue Hipparcos, des parallaxes et des mouvements propres pour quasiment toutes les étoiles observées lors de la mission. Même si la qualité n'est pas toujours bonne, les données sont utilisables de manière indirecte et chaque étoile peut se voir attribuer une distance et une vitesse tangentielle. Il faut, pour accéder à la vitesse spatiale, connaître la vitesse sur la ligne de visée. La connaissance de la vitesse radiale constitue une contrainte qui restreint beaucoup les échantillons dont on veut étudier la cinématique. C'est pour cela que des étoiles candidates à grande vitesse ont été observées avec le spectromètre Élodie, dans le but d'accroître le nombre de vitesses radiales disponibles.

La mesure de vitesses radiales pour les étoiles chaudes nous a conduit à développer une méthode permettant leur calcul pour les étoiles sans limitation due au  $v \sin i$ . Cette méthode de corrélation croisée utilise une grille de 80 spectres synthétiques provenant des modèles de Kurucz (1993), échantillonnée en  $T_{\text{eff}}$  et  $v \sin i$ . Les rotateurs rapides ( $v \sin i \gtrsim 200 \text{ km s}^{-1}$ ) observés à faible rapport signal-sur-bruit sont traités préalablement par une méthode en ondelettes pour extraire les raies spectrales d'intérêt, ce qui donne une meilleure détermination du pic de corrélation.

La précision obtenue varie principalement avec le  $v \sin i$  de l'objet observé, allant de moins de  $1 \text{ km s}^{-1}$  pour les faibles  $v \sin i$  jusqu'à plus de  $2 \text{ km s}^{-1}$  pour les rotateurs rapides.

Cette méthode élaborée pour les spectres échelle d'Élodie est adaptable pour des spectres provenant d'autres instruments, il suffit d'avoir une grille de masques assortie. Elle rend possible la détermination de la vitesse radiale même si l'étoile tourne à grande vitesse ( $\approx 250 \text{ km s}^{-1}$ ).

### Échantillon d'étoiles à grande vitesse — Origines

La méthode LM (Luri 1995; Luri et al. 1996) est utilisée pour obtenir des distances individuelles pour 35 000 étoiles de type B–A–F. Cette méthode calibre les magnitudes absolues et permet de déterminer des distances quelle que soit la qualité de la parallaxe donnée par Hipparcos. Elle subdivise l'échantillon en groupes selon les magnitudes absolues, la cinématique et la distribution spatiale. Il sort de l'échantillon total 316 étoiles candidates à grande vitesse et/ou à grande distance du plan galactique ayant  $B - V < 0.4$ . Les distributions de vitesses montrent qu'elles constituent un mélange, provenant de différentes populations stellaires. Ce groupe très hétérogène contient en partie quelques étoiles mal classées et des étoiles de queues de distribution cinématique d'étoiles jeunes. Des données photométriques et spectroscopiques complémentaires confirment la présence d'étoiles de la branche horizontale du halo, et des étoiles déjà connues dans la littérature comme étant des *runaways* massives ou bien des étoiles en phase post-AGB. Une liste est donnée d'une cinquantaine d'étoiles candidates de la branche horizontale bleue obéissant à un ou plusieurs critères (cinématiques, photométriques, spectroscopiques).

L'hypothèse des *blue stragglers* en tant que sources d'étoiles à grande vitesse a été étudiée en utilisant des données, provenant des *blue stragglers* observés dans les amas ouverts, pour les simuler à l'aide du modèle de synthèse de populations DASGAL-Besançon. On se place dans l'hypothèse où les *blue stragglers* sont des étoiles subissant un mélange interne qui provoque un prolongement de leur vie sur la séquence principale (Wheeler 1979b). Les *blue stragglers* sont ainsi simulés avec une cinématique caractéristique des étoiles vieilles du disque mince. Leurs queues de distribution cinématique concourent à la présence d'étoiles à grande vitesse, en particulier parmi les étoiles de type précoce où les étoiles de séquence principale ont de faibles dispersions de vitesse (B et A précoce).

Les *blue stragglers* du disque épais ou du halo peuvent être à l'origine des étoiles A plus tardives.

Finalement, la méthode LM a permis d'isoler un groupe constitué d'étoiles chaudes situées à des distances de plusieurs kiloparsecs de part et d'autre du plan galactique. La cinématique de ce groupe est proche de celle associée aux étoiles jeunes loin du plan découvertes par Rodgers (1971). L'incohérence que pose leur existence pourrait être expliquée par une origine extragalactique. Le groupe isolé est cependant hétérogène et contient des étoiles *runaway*, des sous-naines chaudes et des étoiles post-AGB. L'origine de ces étoiles loin du plan peut aussi découler de la formation dans des nuages à grande vitesse, les données étant insuffisantes pour permettre de conclure.

---

Les résultats de cette étude confirment les origines diverses de ces étoiles et mettent en évidence le manque de données astrométriques précises, spectroscopiques et photométriques pour mieux trancher sur les différentes origines de ces étoiles. Les mécanismes engendrant ces étoiles ne peuvent être identifiés avec certitude que lorsque les caractéristiques chimiques et cinématiques des étoiles en question sont connues avec précision.

- Des observations astrométriques (mouvements propres et parallaxes) encore plus précises que celles figurant dans le catalogue Hipparcos s'avèrent indispensables, mais aussi il est nécessaire d'étudier un volume plus étendu, plus profond en magnitude apparente pour étudier les objets *in situ*.
- Des observations spectroscopiques sont également nécessaires, pour d'une part disposer d'un plus grand nombre de vitesses radiales complétant les vitesses tangentielles. D'autre part ces observations donneront des informations sur la multiplicité et la métallicité. La composition chimique est en effet essentielle pour discerner les *blue stragglers* : elle caractérise les étoiles Ap, témoigne des traces de mélange interne (abondance en lithium) ou distingue les *blue stragglers* du disque épais par leur faible déficience métallique.

Les données astrométriques de haute précision seront disponibles avec la mission GAIA qui fournira un relevé complet du ciel jusqu'à la magnitude  $V \sim 20$  mag avec de l'astrométrie précise à  $10 \mu\text{as}$  pour  $V = 15$  mais également de l'information photométrique et spectroscopique.

Il serait intéressant d'observer les étoiles bleues du halo *in situ*, ainsi que celles des halos des galaxies extérieures. L'instrumentation qui se met en place dans les unités du VLT apporte pour cela les outils idéaux.









# Annexe A

## Spectre Élodie

Cette annexe présente un spectre échelle obtenu par le spectromètre Élodie.

### HIP 101867

L'étoile observée est HIP 101867, dont les caractéristiques sont listées ci-dessous.

Identificateur	HIP 101867
	HD 196724
Type spectral	A0V
$T_{\text{eff}}$	$10130 \pm 90$ K (Cayrel De Strobel et al. 1997)
$v \sin i$	$40 \text{ km s}^{-1}$ (Abt & Morrell 1995)

Le rapport signal-sur-bruit moyen (calculé sur l'ordre 47 à  $\lambda \sim 5\,550 \text{ \AA}$ ) est 149.

Le spectre dessiné ici est le produit final obtenu en fin de nuit, calibré en longueur d'onde. Sur les 67 ordres représentés dans les figures A.1 à A.10, les raies d'hydrogène de la série de Balmer sont indiquées, ainsi que la raie K du Ca II, la raie du Mg II et les bandes atmosphériques (*Atm*).

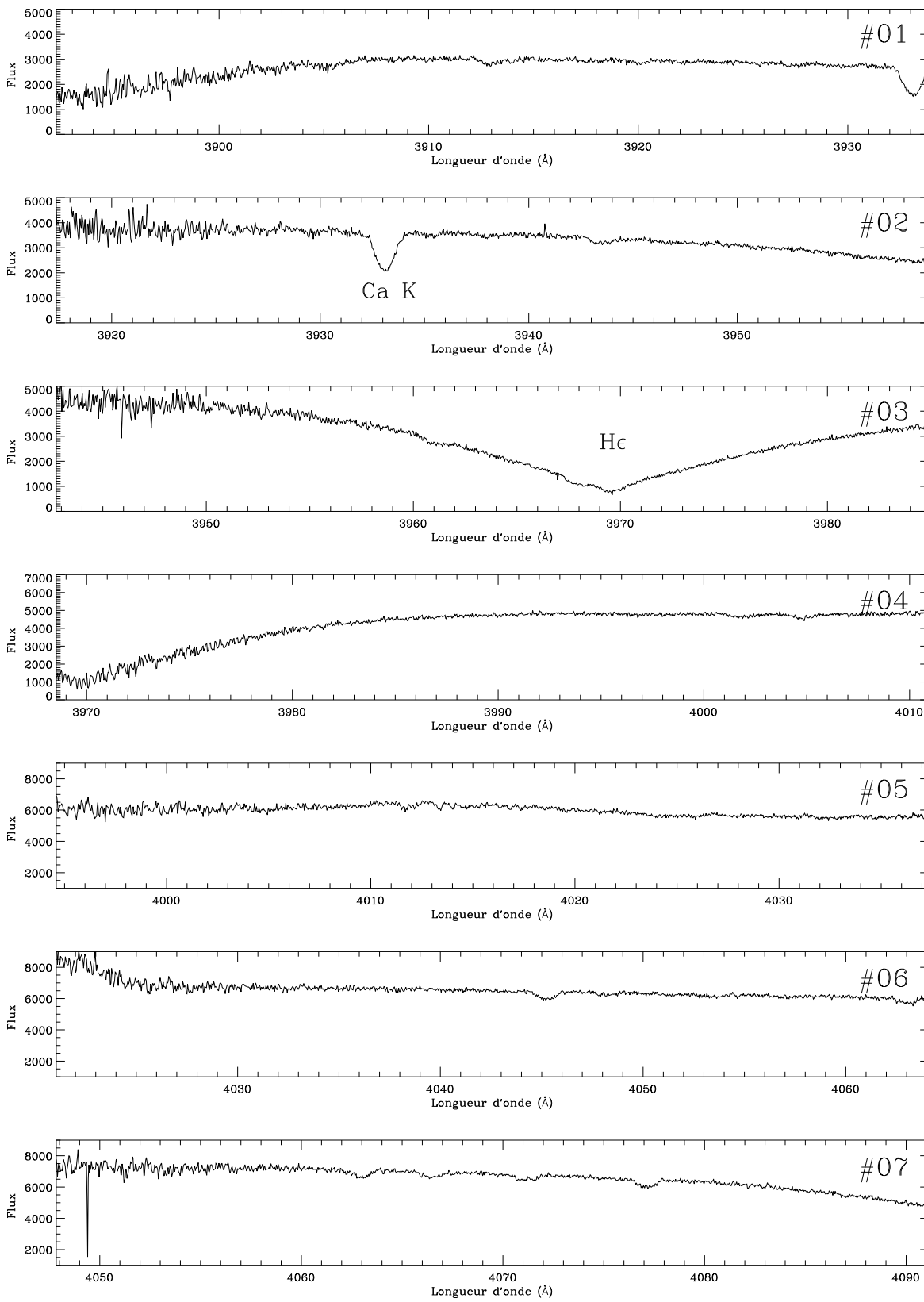


FIG. A.1 - Ordres 1 à 7 du spectre de HIP 101867

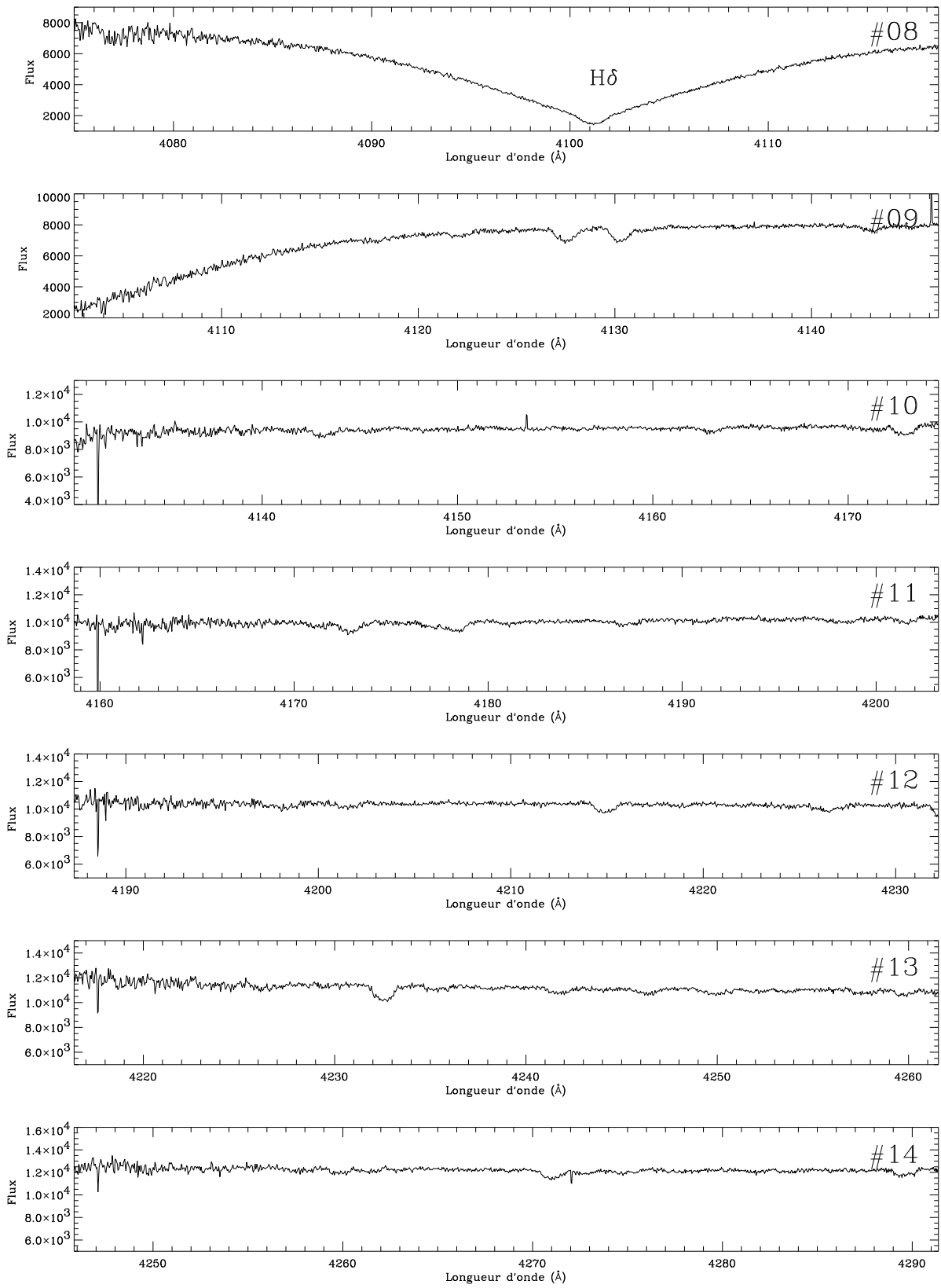


FIG. A.2 - Ordres 8 à 14 du spectre de HIP 101867

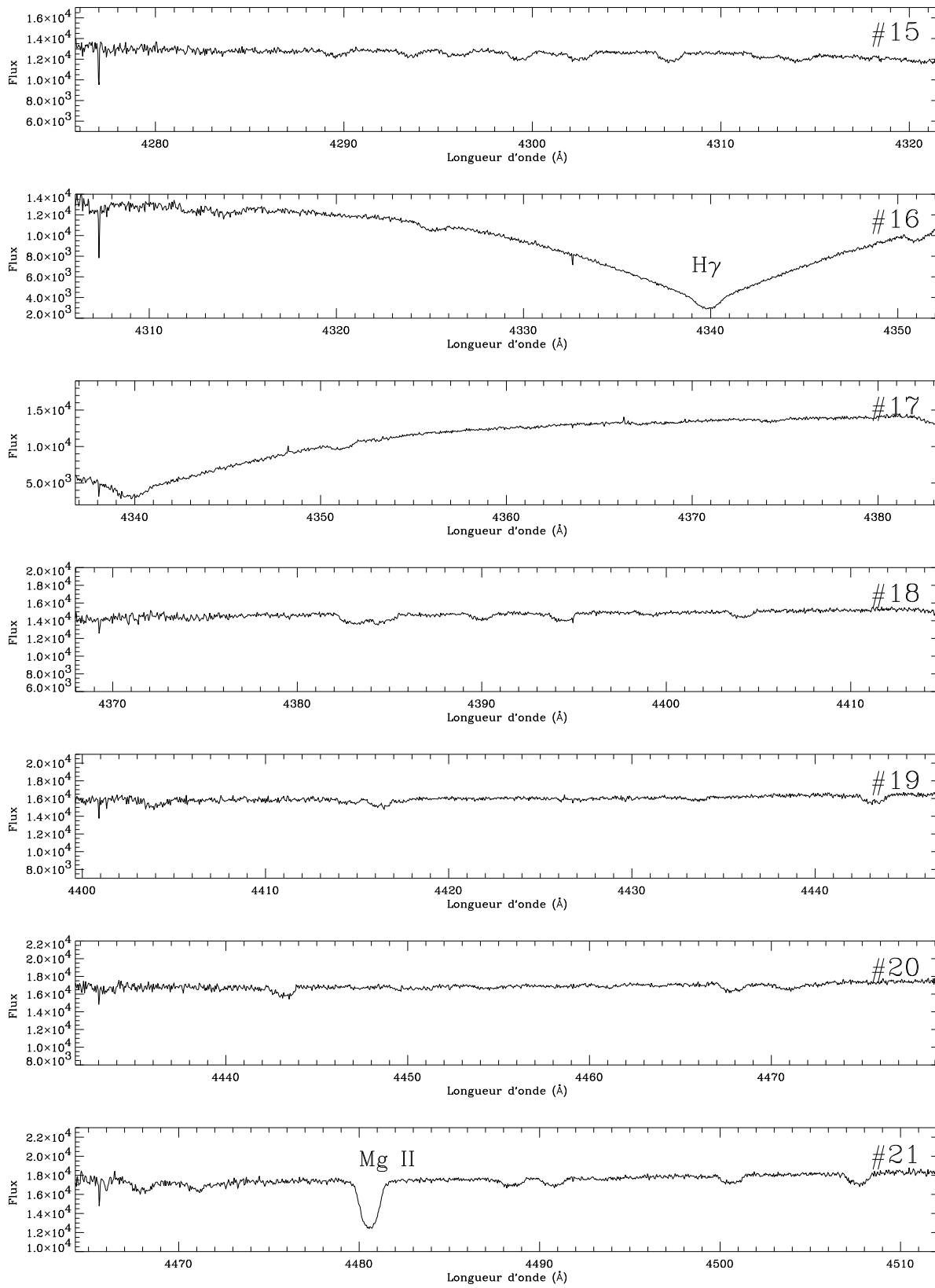


FIG. A.3 - Ordres 15 à 21 du spectre de HIP 101867

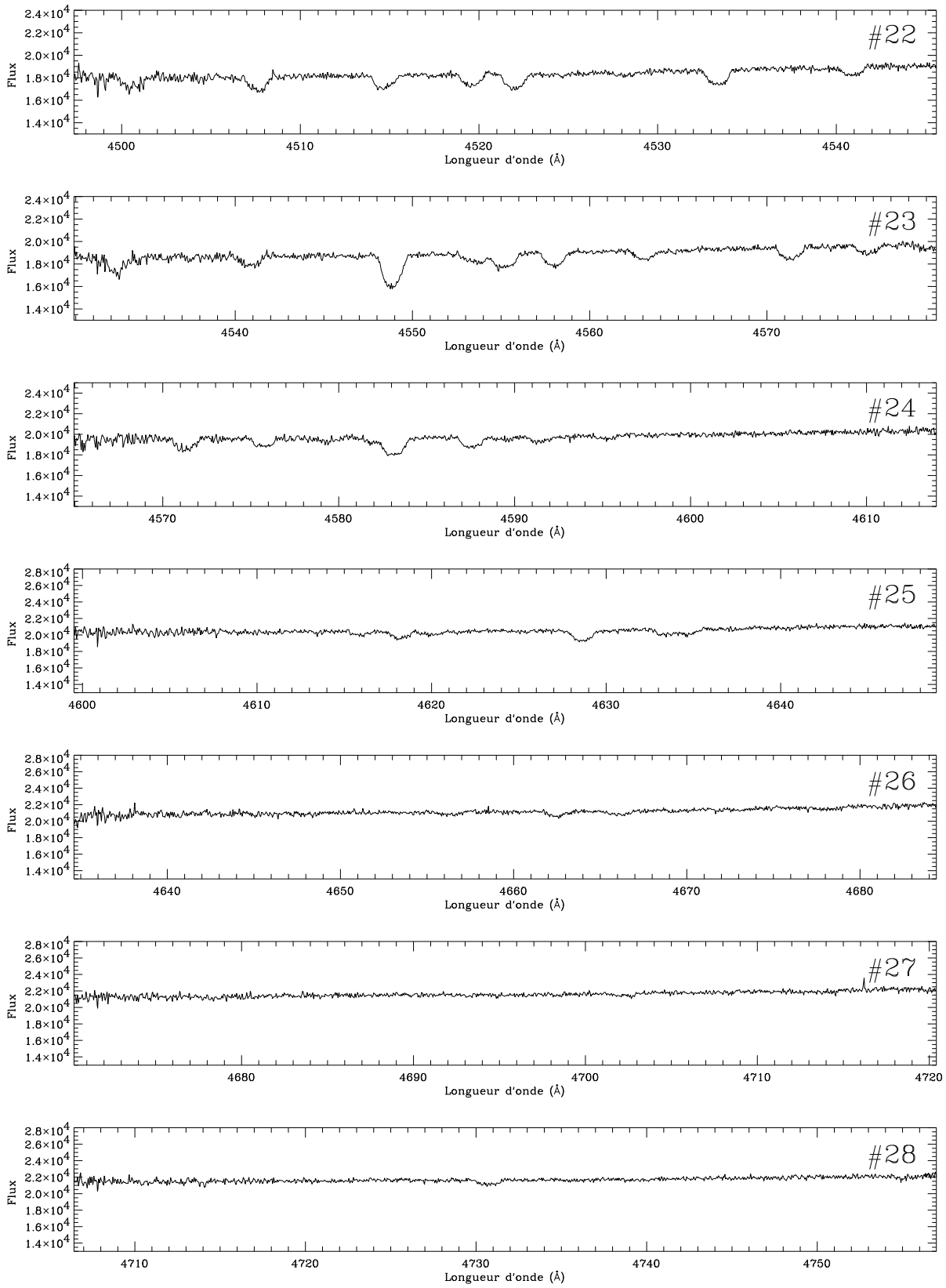


FIG. A.4 - Ordres 22 à 28 du spectre de HIP 101867

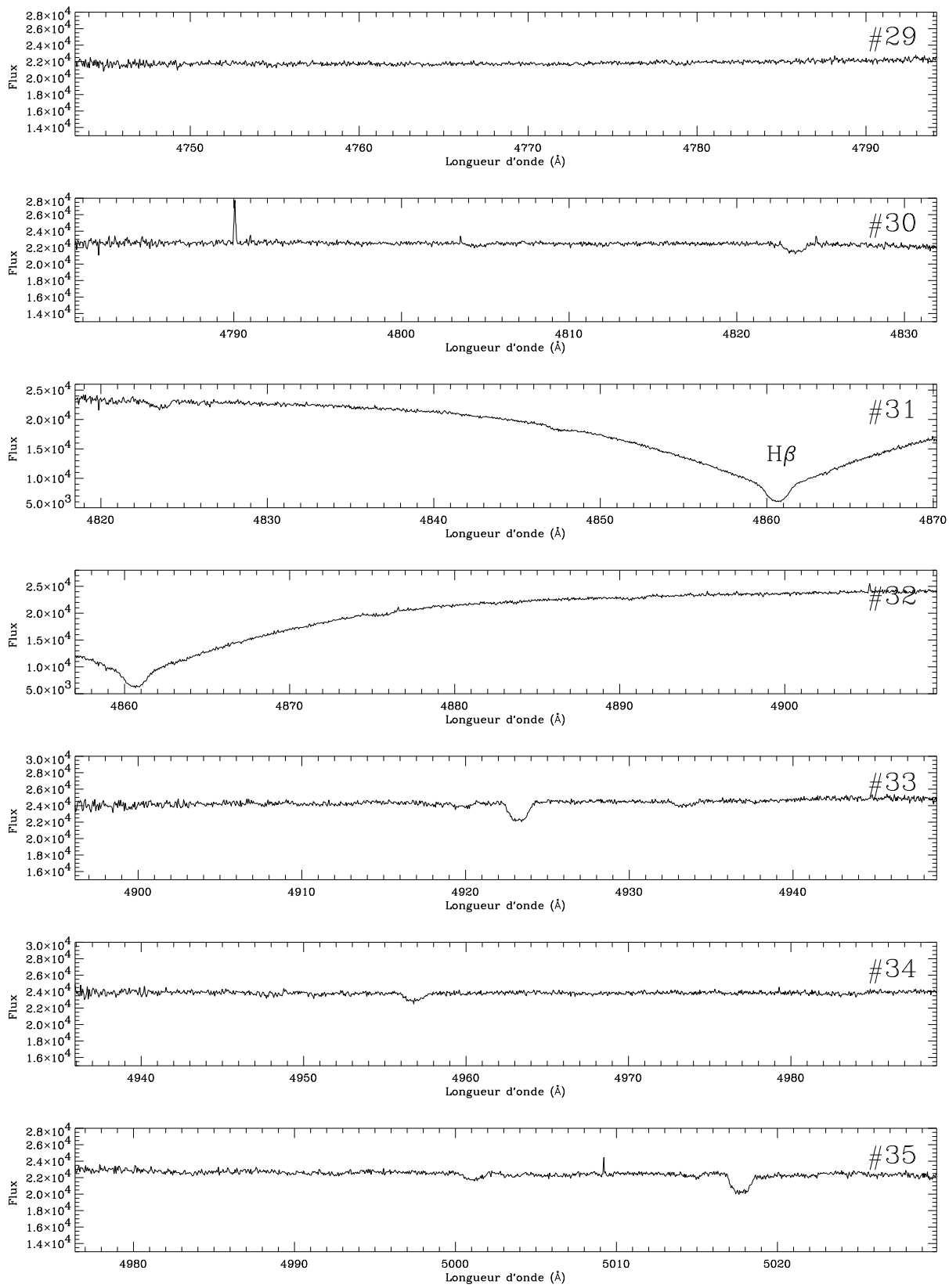


FIG. A.5 - Ordres 29 à 35 du spectre de HIP 101867

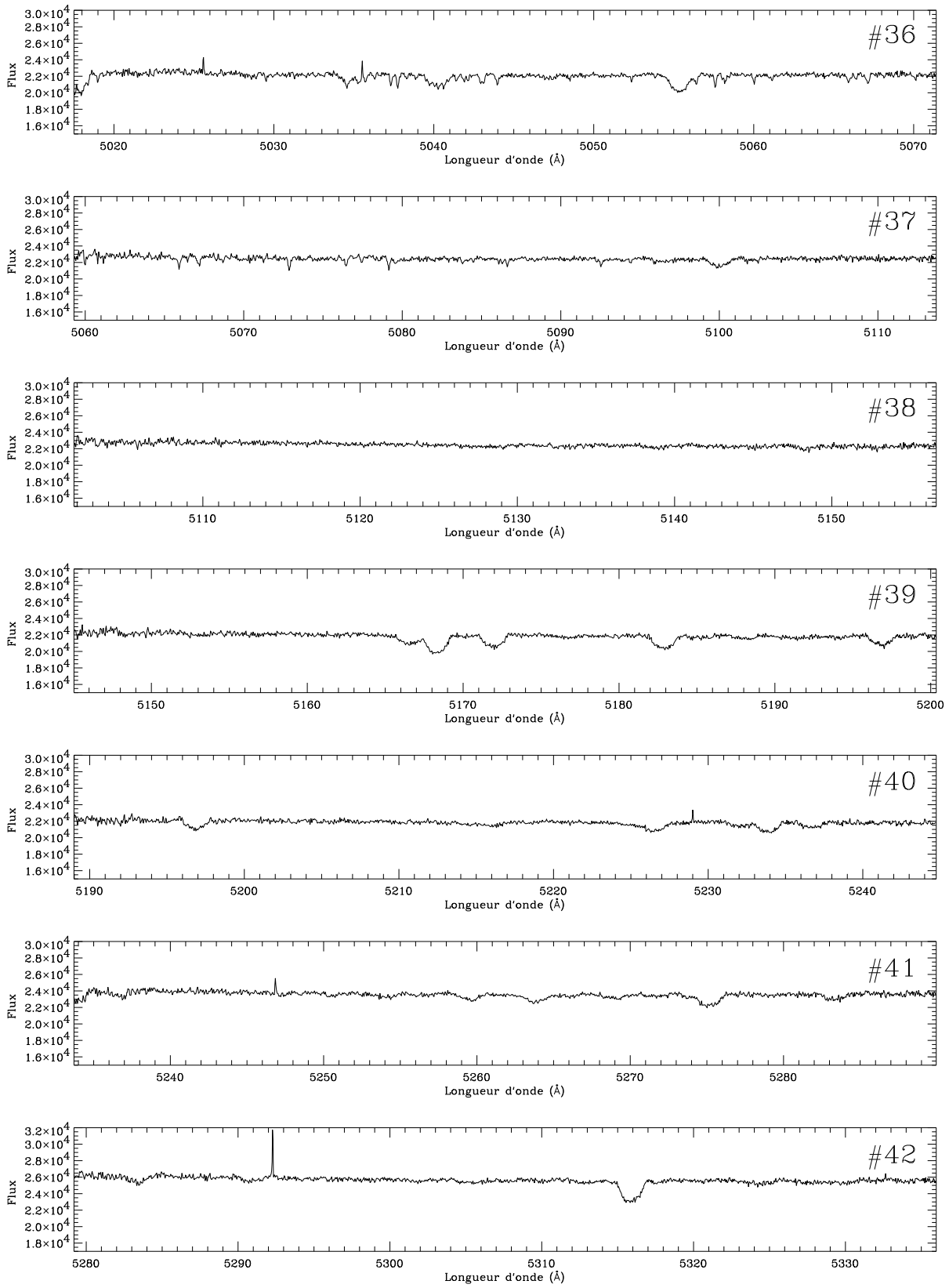


FIG. A.6 - Ordres 36 à 42 du spectre de HIP 101867



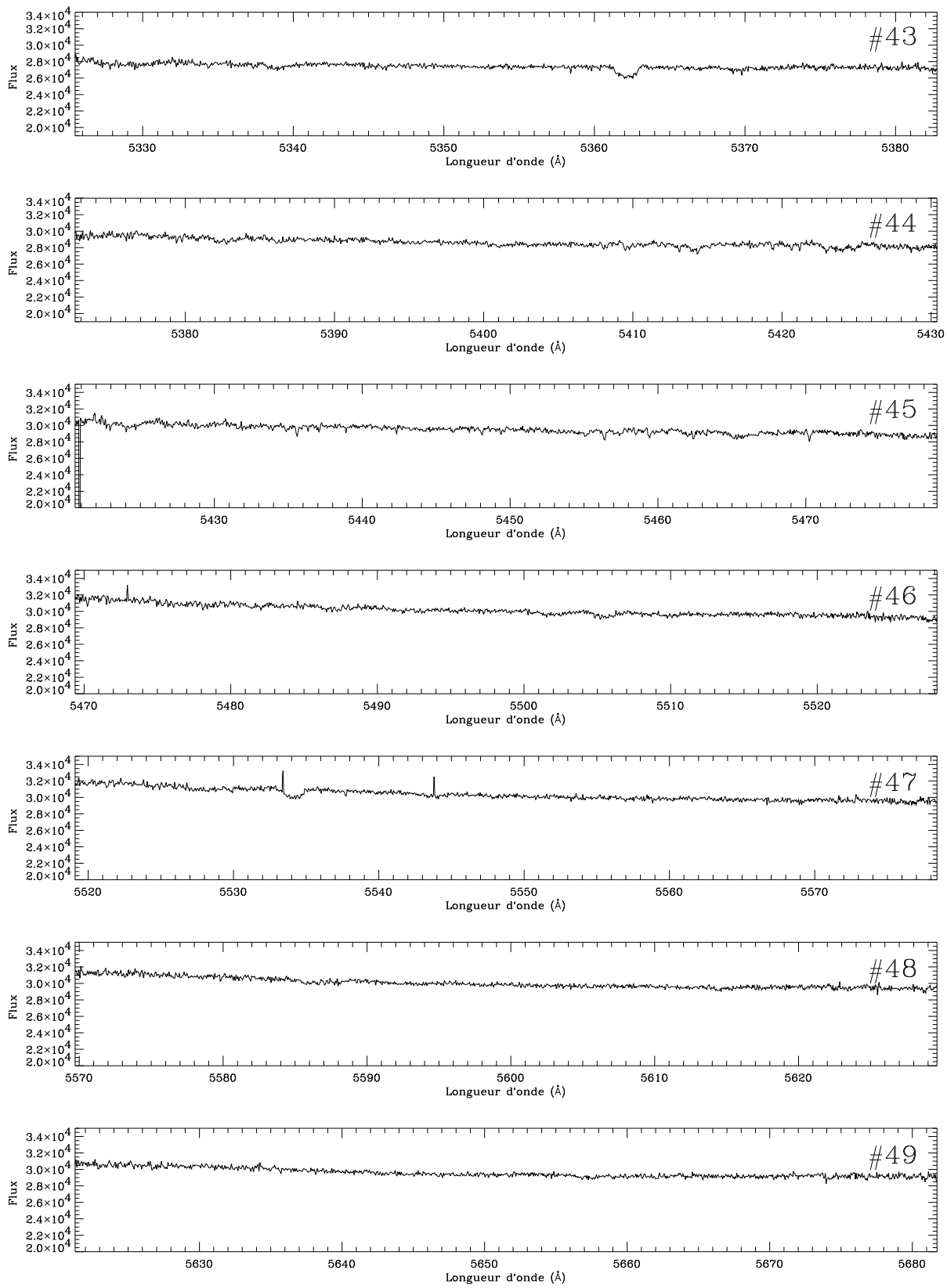


FIG. A.7 - Ordres 43 à 49 du spectre de HIP 101867

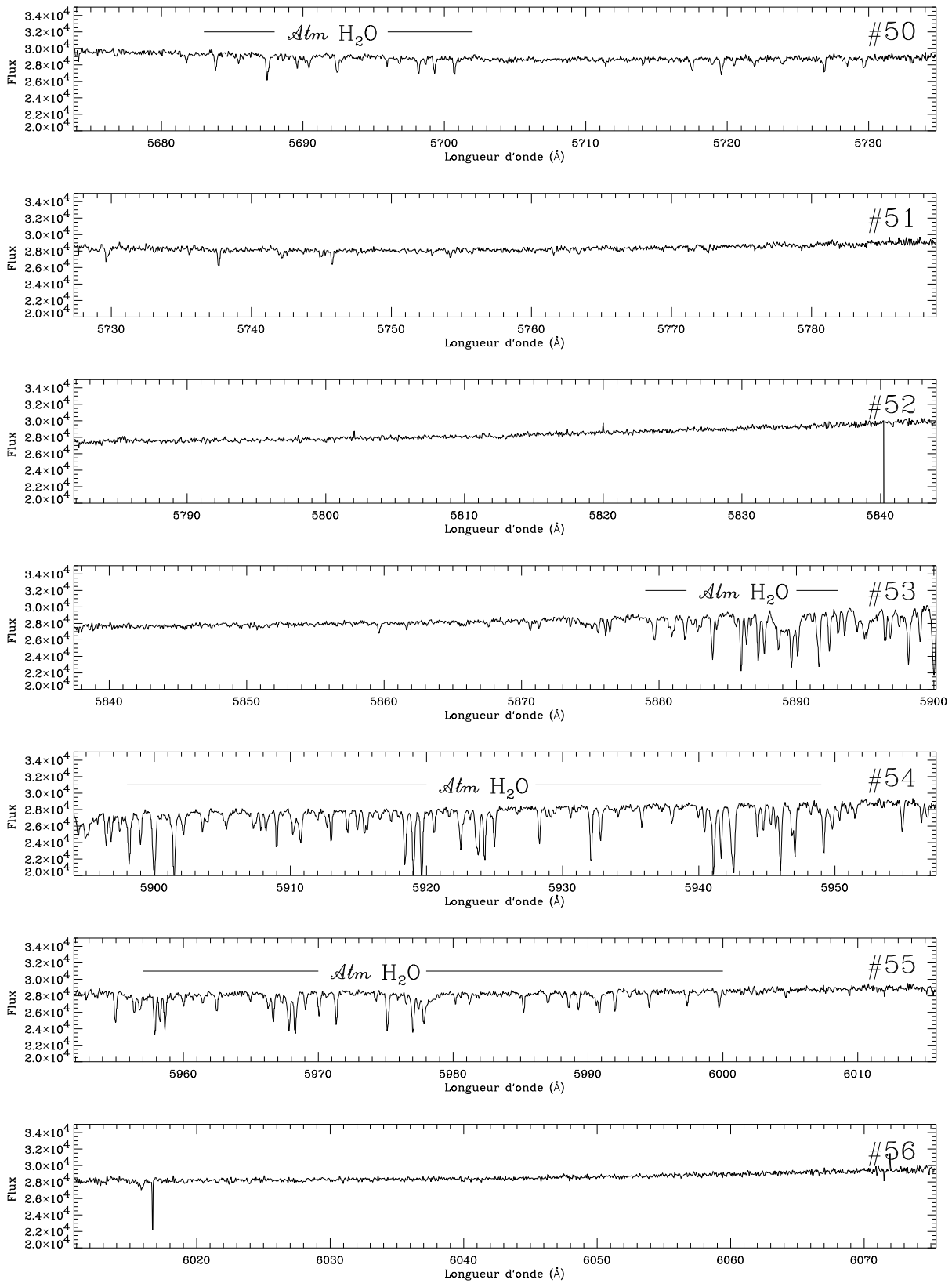


FIG. A.8 - Ordres 50 à 56 du spectre de HIP 101867

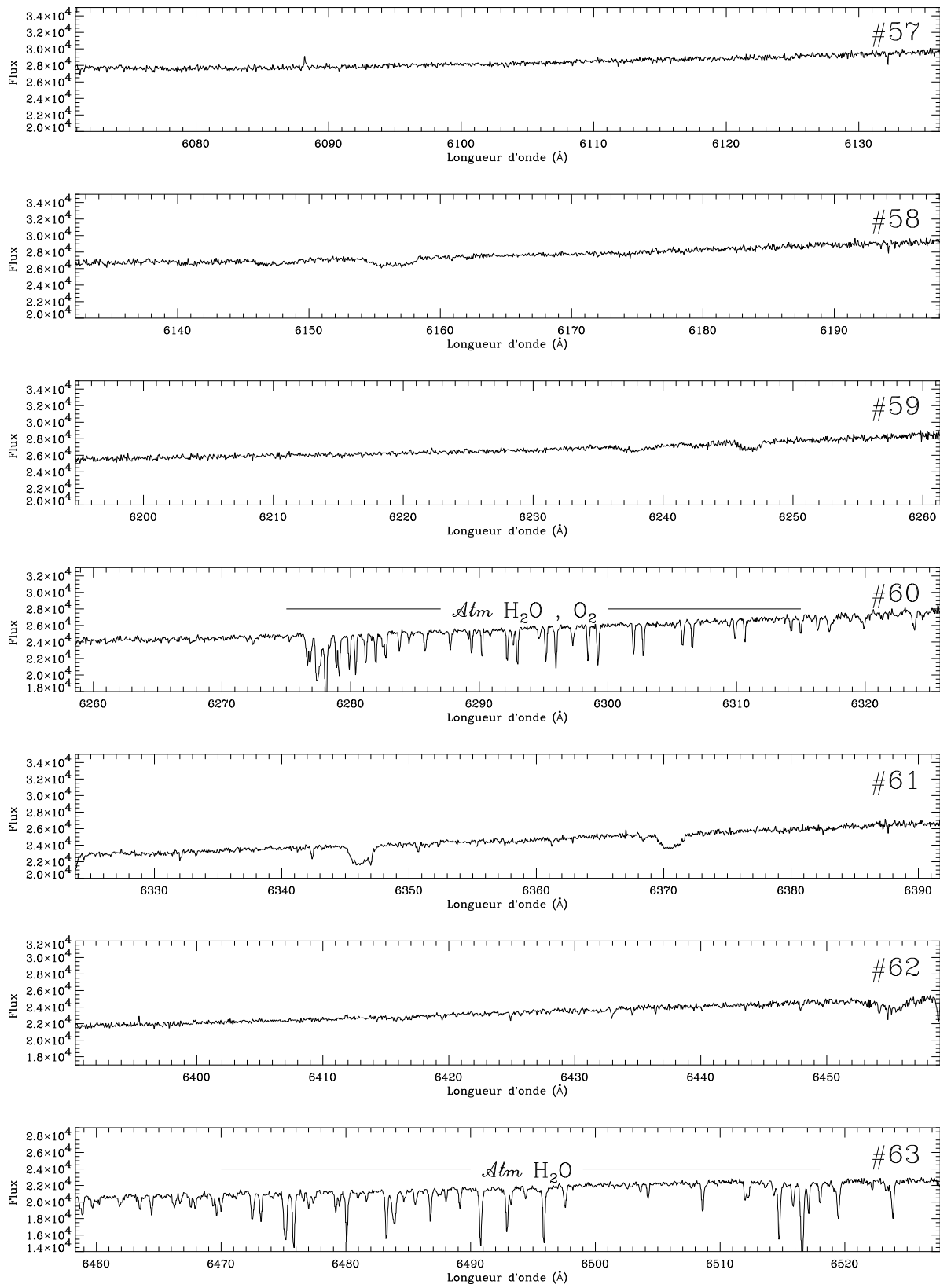


FIG. A.9 - Ordres 57 à 63 du spectre de HIP 101867

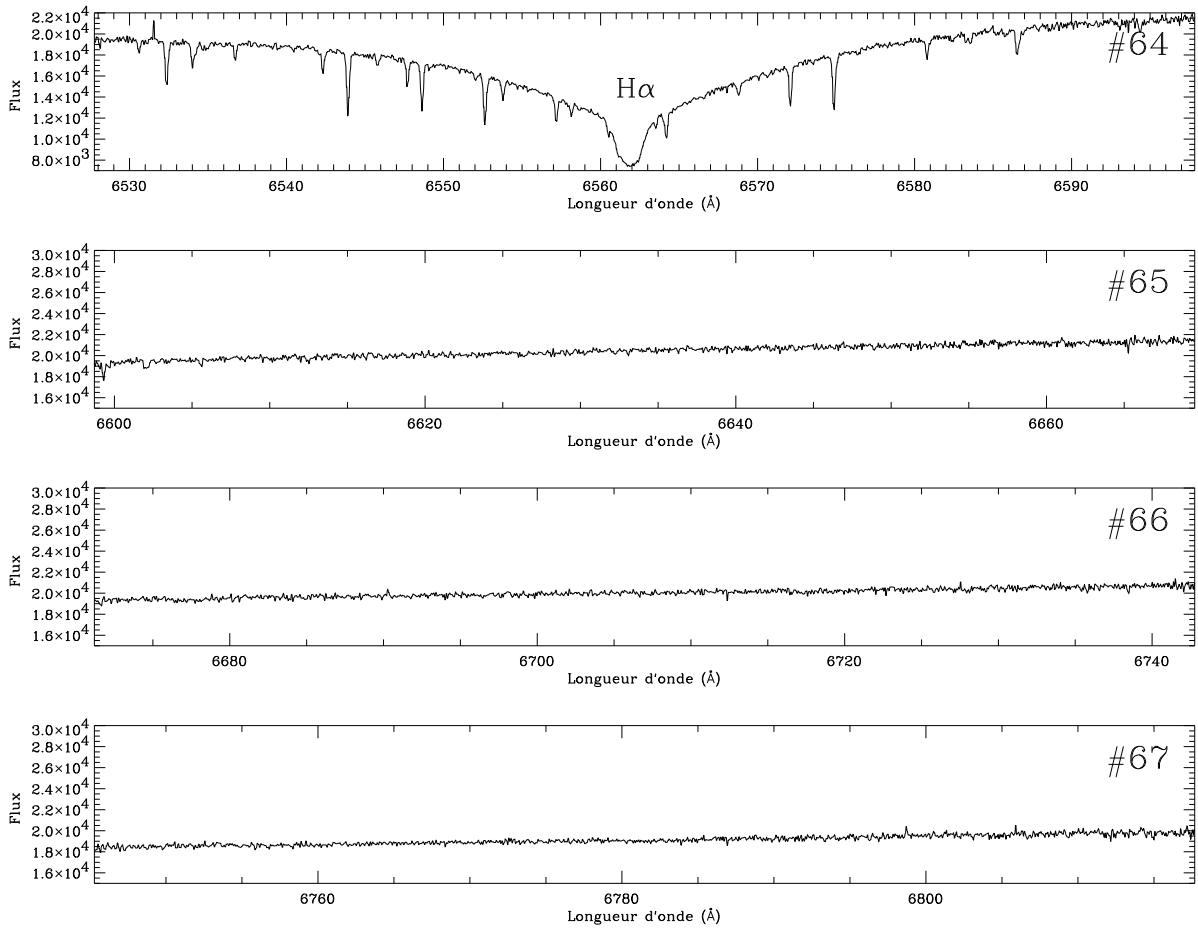


FIG. A.10 - Ordres 63 à 67 du spectre de HIP 101867



## Annexe B

# Listes d'étoiles à grande vitesses

HIP	$d$	HIP	$d$	HIP	$d$
2234	147±12	47787	1676±611	91566	1043±231
2746	111±11	49113	131±12	91877	360±75
3269	120±9	49155	902±196	92289	4356±1112
3785	183±29	49631	2300±788	95045	128±10
4171	97±8	50269	1568±444	96220	176±19
4543	284±41	50417	99±7	96852	3539±1121
4812	88±6	50519	1124±283	96938	168±18
4861	284±40	50712	1585±493	98061	1728±529
5146	171±27	51518	273±41	99775	203±19
6348	85±5	51927	339±47	100008	191±27
8650	80±5	52044	2388±925	100200	766±150
8857	119±11	52411	3396±1208	101213	101±7
8986	116±8	53129	1413±454	101743	1009±250
9436	2901±718	53270	2265±883	102560	3231±1193
10799	272±34	54764	1514±573	104928	3437±1229
10950	118±10	54816	1321±329	105263	144±18
11795	177±22	55114	3993±1443	106354	153±17
12971	156±17	55273	1878±677	106806	191±30
13742	142±10	55344	3282±1145	106860	3298±1138
14453	254±31	56191	3170±1175	106926	1634±539
14902	121±10	57511	3058±992	107012	2991±1094
19095	43±1	57654	192±34	107901	64±3
20795	239±29	58476	163±20	107978	2422±849
20823	258±30	58851	115±9	108433	2857±884
22861	166±14	59118	175±24	109913	134±17
23169	129±13	59271	118±10	109996	3496±628
24619	190±31	59799	3275±1140	110012	111±8
25383	269±31	60395	378±84	110025	3739±610
27261	1262±533	60683	511±84	110260	151±15
31710	111±10	61332	138±14	110362	4400±568
33220	126±11	61351	129±9	110721	2742±951
34571	246±28	61566	384±69	110824	3961±619
35646	524±119	63539	2775±784	110967	3580±1233
37983	2103±580	63619	172±25	111309	3820±590
38295	127±14	64755	138±14	111363	4336±584
38311	168±16	65051	127±14	111996	209±18
38940	3357±1048	67335	298±61	112334	1122±273
39904	123±13	67599	197±22	112632	3174±593
41168	1959±459	67892	111±8	112912	4224±557
41444	2037±645	68281	155±18	112990	3511±562
41593	3984±1284	68620	2976±1139	115047	149±13
41928	1953±623	69619	1130±260	115166	125±16
42288	2825±1023	71223	2587±1031	115293	227±36
44620	105±7	76756	1393±357	115672	170±19
44904	1959±625	78596	100±7	116592	106±8
45510	81±3	80323	3724±1101	117583	204±28
45698	2373±790	81430	137±14	117908	171±17
45853	2205±769	83448	2709±1116		
46386	105±15	85720	3462±1207		
47192	497±92	88074	7809±2704		

TAB. B.1 - Liste des numéros HIP et des distances (pc) issues de la méthode LM pour les 147 étoiles à grande vitesse classées dans les groupes 2, 3, 4, 5 et 7

HIP	$d$	HIP	$d$	HIP	$d$	HIP	$d$
146	197±33	34611	650±215	64132	193±44	106917	474±162
1511	899±310	36513	225±51	64196	548±159	108215	1941±912
2456	641±178	36989	434±115	64221	219±28	109240	231±38
2515	567±187	37136	216±42	65388	1528±559	110818	555±189
3265	292±76	38882	2373±568	66141	234±30	111268	529±169
3381	831±302	40691	449±107	66541	382±124	111966	1063±275
3478	252±45	41345	957±336	66842	916±291	112022	2058±818
5023	995±376	43018	439±99	66872	4486±1336	112709	685±229
5237	743±248	43099	142±20	67118	2070±801	114551	728±241
6505	1073±385	43158	711±337	68120	567±194	114569	706±239
6726	869±261	43866	718±272	68297	1493±548	114656	723±244
7202	852±276	44734	494±156	69439	543±191	114690	1445±633
7714	2023±791	45557	477±146	69858	157±18	115044	704±236
8083	555±158	45563	1030±616	70146	587±225	115264	1677±625
8352	505±155	45880	883±277	70275	3470±1260	116560	980±304
8435	535±152	46042	1629±623	71064	2284±932	117306	3722±1434
8558	109±9	46071	162±23	71615	466±135	117728	1223±411
9549	708±242	46516	206±42	72278	190±36	117969	902±285
9620	372±82	47918	276±63	74495	470±162	118301	214±28
10314	666±177	48128	1975±753	74972	265±63		
10381	1250±438	48152	80±6	75577	1924±764		
11124	583±231	48414	268±48	75711	773±246		
11522	151±29	49198	244±43	76961	238±50		
11844	3753±1906	50284	776±234	77016	462±128		
13489	2077±1003	52042	1378±454	77612	228±34		
16758	3240±1322	52123	2830±1269	77941	254±58		
17691	1836±687	52707	303±74	77946	152±23		
19383	168±28	54985	959±301	81153	1850±813		
19797	83±9	55051	731±212	81276	285±57		
20214	413±99	56523	670±245	82286	2024±1177		
20798	412±145	56644	568±185	82944	588±195		
21207	227±42	56796	1323±471	85015	354±59		
21829	179±29	57486	2130±732	87001	183±22		
22061	343±83	58204	337±64	89007	731±288		
22155	1303±479	59054	660±207	89102	388±95		
23055	294±61	59099	852±235	90119	7512±2570		
23600	6970±2992	59607	811±290	90489	507±119		
23691	369±87	59644	294±57	92049	320±74		
24940	956±299	59861	1865±689	93884	1160±343		
25970	646±161	60065	317±89	94135	3599±1496		
26567	715±234	60350	1679±615	94513	1289±436		
26706	358±136	60428	210±53	94899	306±89		
27204	456±120	60837	628±221	96115	175±42		
27973	81±6	60854	880±298	97672	863±339		
29317	1719±689	61425	794±272	97845	779±244		
29390	561±162	61696	228±43	98530	3701±1425		
29501	976±326	61800	4073±1975	101118	787±409		
29678	459±128	62108	181±46	103128	156±15		
30302	355±89	62448	330±94	104447	989±334		
31559	771±253	63556	294±79	105383	200±43		

TAB. B.2 - Liste des numéros HIP et des distances (pc) issues de la méthode LM pour les 169 étoiles à grande vitesse classées dans les groupes 6 et 8



HIP	$d$	HIP	$d$
273	6392±2098	52443	5441±2316
291	2221±1114	52906	5223±2421
1383	279±66	55461	5780±1984
1561	840±326	55627	393±181
1703	9274±3250	56322	1932±825
1904	3258±1489	57123	6569±3568
2633	7589±2693	58439	2186±883
2702	2528±1228	58675	827±337
3013	3803±1952	59067	2625±1083
3678	1682±723	59252	4977±2297
3701	872±393	59955	3006±1327
4004	9691±6465	60578	3141±1305
4396	4472±2240	60615	7317±2466
4769	2332±1005	61480	2713±1106
5092	5259±2637	63416	4417±2480
6419	1763±712	63591	3084±1159
11116	4197±2042	65860	5302±2659
11315	1725±761	65919	4775±2120
12718	110±18	66003	5614±3402
13441	5696±3349	66291	3013±1296
13800	5772±2115	68219	202±57
13860	3240±1535	71096	711±365
14660	4511±1504	71667	2829±1143
15821	268±113	71766	2490±2440
15967	5624±1776	73931	1764±758
16130	3761±1649	77328	592±246
16510	5070±2557	77929	2404±1089
16874	193±43	77995	1187±671
18759	382±191	79458	1947±1514
21690	282±178	79481	6040±2876
22849	9822±6941	81145	82±9
23914	764±516	81840	91±4
24439	7407±3850	82236	2617±1071
24540	562±376	84772	2105±849
25097	8680±5505	88156	757±307
25537	370±157	88834	107±7
26338	888±454	94407	2634±1239
27652	241±83	95894	3195±1291
28131	938±517	97962	94±16
28169	153±32	104608	2169±925
28618	5408±2303	109051	4628±2792
30222	422±312	109473	388±139
31172	1331±635	109912	2096±915
31756	298±159	112790	1661±737
34844	5171±2366		
41703	106±6		
44287	1460±566		
45904	3089±1868		
48394	5913±3124		
48745	3219±1531		

TAB. B.3 - Liste des numéros HIP et des distances (pc) issues de la méthode LM pour les 94 étoiles des groupes 6 et 8 avec  $B - V < 0.4$  et non sélectionnées en tant qu'étoiles à grande vitesse

## Annexe C

# Article paru dans *Astronomy and Astrophysics*

### The HR-diagram from Hipparcos data.

#### Absolute magnitudes and kinematics of Bp - Ap stars

A. E. Gómez, S. Grenier, F. Figueras, P. North, F. Royer, J. Torra, M.-O. Mennessier

**Résumé.** Le diagramme H-R d'environ 1000 étoiles Bp–Ap dans le voisinage solaire a été construit en utilisant les données astrométriques du satellite Hipparcos aussi bien que des données photométriques et des vitesses radiales. La méthode LM (Luri 1995; Luri et al. 1996) permet l'utilisation des mouvements propres et des vitesses radiales en plus des parallaxes trigonométriques pour obtenir des calibrations de luminosité et de meilleures évaluations de distances.

Six types d'étoiles Bp–Ap ont été examinés : He-rich, He-weak, HgMn, Si, Si+ et SrCrEu. La plupart des étoiles Bp–Ap se place sur la séquence principale, occupant toute sa largeur (environ 2 mag), comme les étoiles normales dans le même intervalle des types spectraux. Leur comportement cinématique est typique des étoiles du disque mince plus jeunes qu'environ 1 Gyr.

Quelques étoiles s'avérant à grande vitesse et/ou à grande distance du plan galactique sont brièvement discutées.

## The HR-diagram from Hipparcos data. Absolute magnitudes and kinematics of Bp - Ap stars<sup>\*</sup>

A.E. Gómez<sup>1</sup>, X. Luri<sup>1,2</sup>, S. Grenier<sup>1</sup>, F. Figueras<sup>2</sup>, P. North<sup>3</sup>, F. Royer<sup>1</sup>, J. Torra<sup>2</sup>, and M.O. Mennessier<sup>4</sup>

<sup>1</sup> Observatoire de Paris-Meudon, D.A.S.G.A.L., URA 335 du CNRS, F-92195 Meudon Cedex, France

<sup>2</sup> Departament d'Astronomia i Meteorologia, Universitat de Barcelona, Avda. Diagonal 647, E-08028, Barcelona, Spain

<sup>3</sup> Institut d'Astronomie de l'Université de Lausanne, CH-1290 Chavannes des Bois, Switzerland

<sup>4</sup> Université Montpellier II, Groupe de Recherche en Astronomie et Astrophysique du Languedoc, URA 1368 du CNRS, F-34095 Montpellier Cedex 5, France

Received 22 January 1997 / Accepted 6 May 1998

**Abstract.** The HR-diagram of about 1000 Bp - Ap stars in the solar neighbourhood has been constructed using astrometric data from Hipparcos satellite as well as photometric and radial velocity data. The LM method (Luri, 1995; Luri, Mennessier et al., 1996) allows the use of proper motion and radial velocity data in addition to the trigonometric parallaxes to obtain luminosity calibrations and improved distances estimates.

Six types of Bp - Ap stars have been examined: He-rich, He-weak, HgMn, Si, Si+ and SrCrEu. Most Bp - Ap stars lie on the main sequence occupying the whole width of it (about 2 mag), just like normal stars in the same range of spectral types. Their kinematic behaviour is typical of thin disk stars younger than about 1 Gyr.

A few stars found to be high above the galactic plane or to have a high velocity are briefly discussed.

**Key words:** stars: chemically peculiar – stars: distances – stars: fundamental parameters – stars: Hertzsprung-Russell (HR) diagram – stars: kinematics

### 1. Introduction

Bp - Ap stars constitute one of the classical groups of chemically peculiar stars of the upper main sequence. They show abnormal enhancement of one or several elements in their atmosphere (see Jaschek & Jaschek, 1987 for a detailed discussion). In the present paper the following categories of Bp - Ap stars (He-rich, He-weak, HgMn, Si, Si+ and SrCrEu) are considered and their position in the HR-diagram and kinematic characteristics

*Send offprint requests to:* A.E. Gómez

<sup>\*</sup> Based on data from the ESA Hipparcos astrometry satellite and photometric data collected in the Geneva system at ESO, La Silla (Chile) and at Jungfraujoch and Gornegrat Observatories (Switzerland). Tables 3 and 4 are only available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via <http://cdsweb.u-strasbg.fr/Abstract.html>

are obtained using Hipparcos data, radial velocity and Geneva photometry complementary data.

Since the release of Hipparcos parallaxes, the mean absolute magnitude for the different kinds of CP stars has been obtained by North et al. (1997). In that work only stars with a trigonometric parallax relative error  $\leq 0.14$  were considered, thus considerably reducing the number of stars in each sample. The main result of that study is that, as far as the mean luminosity is concerned, CP stars are main sequence stars. In this paper the approach is different: the LM statistical method (Luri, 1995; Luri, Mennessier et al., 1996) is applied to the different samples. This method allows the use, for each star, of all the available astrometric data (whatever the quality of the parallax is) as well as radial velocity data. It is well suited to treat inhomogeneous samples. Consequently, the problem of possible misclassifications is partly overcome and, on the other hand, the final results rely on larger samples. It also provides the kinematic characteristics of the samples.

The paper is organized as follows:

- The description of the selected samples and the corresponding available data are given in section 2.
- A summary of the LM method is presented in section 3.
- The presentation and discussion of the results on the absolute magnitudes, the spatial distribution and the kinematical behaviour of the groups are given in sections 4 and 5. In particular, the results are compared with those obtained for non-peculiar stars of the same spectral range. The existence of high-velocity Ap stars is also emphasized.

### 2. Sampling

In order to minimize misclassifications, the samples were selected from different sources by comparing the spectral classifications. First, all the stars in Renson's catalogue (Renson et al., 1991) observed by Hipparcos were retained. This first list was cross-correlated with the Catalogue of Stellar Groups (Jaschek & Egret, 1981) and the Michigan catalogues: Houk & Cowley (1975), Houk (1978), Houk (1982) and Houk & Smith-Moore (1988). After that, the stars with discrepant

**Table 1.** Samples of Bp-Ap stars

Sample	N	Sp. range	$T_{\text{eff}}$ range
He-rich	14	B2	18000 - 23000 K
He-weak	58	B4 - B8	13000 - 17000 K
HgMn	76	B8 - A0	10000 - 14000 K
Si	440	B7 - A2	9000 - 14000 K
Si+	87	B8 - A2	8000 - 13000 K
SrCrEu	378	A0 - F0	7000 - 10000 K

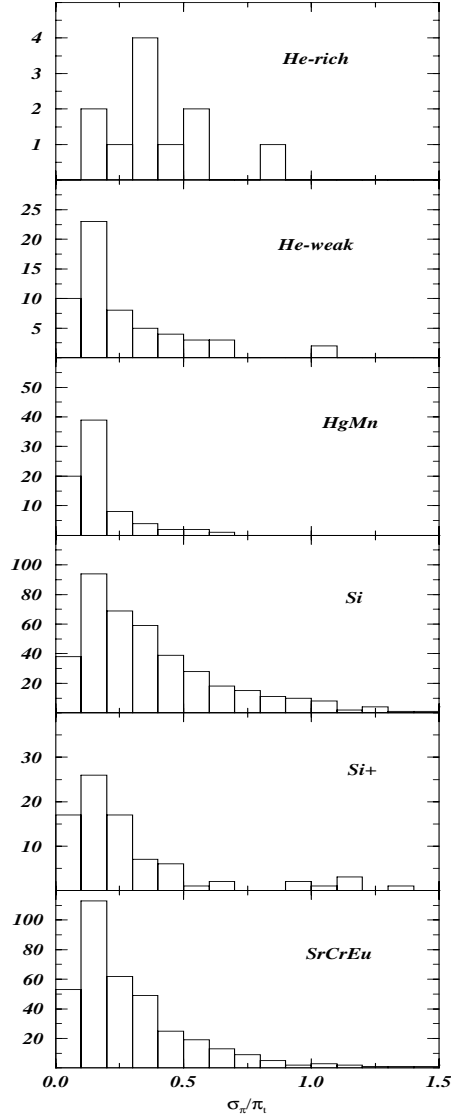
spectral classifications were excluded. Table 1 gives the number of stars in the samples selected (N) and the spectral type and effective temperature ranges. The sample named Si+ contains intermediate types like SiCr and SiEu. The satellite performed a survey (Turon et al., 1992) complete up to an apparent V-magnitude that depends on the spectral type and the galactic latitude. In the case of the spectral range covered by Bp - Ap stars, all the stars brighter than apparent magnitude 7.9 were observed. Our samples contain not only survey stars but also fainter stars observed by the satellite.

For each star, astrometric data (parallax and proper motion components) as well as photometric data and their corresponding errors were taken from the Hipparcos Catalogue (ESA, 1997). Radial velocity data come from different sources: Barbier-Brossat & Figon (1998), Duflot et al. (1995), Grenier et al. (1998), Levato et al. (1996) or from Coravel obtained by one of us (P. North). When a star had more than one radial velocity source, a mean weighted value was adopted. Effective temperatures ( $T_{\text{eff}}$ ) were evaluated using Geneva photometry for all the stars with the exception of He-rich stars. In this case, the values given in Zboril et al. (1997) were used.

Absolute magnitude determinations may be affected by the presence of binaries. The selected samples were then scrutinized for companions. Different sources from the literature were taken into account, the main ones being the Hipparcos Catalogue, which provides duplicity or multiplicity information (ESA, 1997), and the “Bright Star Catalogue” (Hoffleit & Warren Jr, 1991), which gives indications on spectroscopic binaries or variable radial velocity stars. In those cases where the difference of magnitude between the components was known the star was retained and its apparent magnitude was corrected, otherwise it was rejected. Consequently, the number of stars in the final samples was reduced to 44, 415, 66 and 353 stars in the samples HgMn, Si, Si+ and SrCrEu, respectively.

Fig. 1 gives the histogram of the relative errors on the trigonometric parallax for the final samples. Notice that in the LM method, all the available parallax data can be used, whatever the quality of the parallax is.

Finally, the effect of the interstellar absorption on the apparent magnitude was taken into account using the tridimensional model of Arenou et al. (1992), which is included in the LM algorithm.



**Fig. 1.** Distribution of relative trigonometric parallax errors in the samples. A few stars have relative trigonometric parallax errors greater than 1.5 (in groups Si, Si+ and SrCrEu) or smaller than 0.0 (in groups He-rich and Si)

### 3. The LM method

The LM method (Luri, 1995; Luri, Mennessier et al., 1996) is based on a Maximum-Likelihood (ML) algorithm which allows the simultaneous determination of the luminosity, kinematic characteristics and spatial distribution of a sample of stars using all the available information: apparent magnitudes, galactic coordinates, trigonometric parallaxes, proper motions, radial velocities and any other measured parameter related to luminosity

such as colour indices or atmospheric parameters ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ , metallicity, etc.).

The method allows the treatment of non homogeneous samples and takes into account the effects due to the sample selection, the interstellar absorption, the galactic differential rotation and the errors in the observables. Each sample is assumed to be a mixture of stars coming from several groups, each one being characterized by the following probability density functions: a normal distribution for the absolute magnitude ( $M_0, \sigma_M$ ), a Schwarzschild ellipsoid velocity distribution ( $U_0, V_0, W_0, \sigma_U, \sigma_V, \sigma_W$ ) and an exponential-disk spatial distribution ( $Z_0$  being the scale height in the direction perpendicular to the galactic plane).  $U, V$  and  $W$  are directed towards the galactic center, the galactic rotation and the north galactic pole, respectively. Furthermore, in the Hipparcos Catalogue there is a selection in apparent magnitude which affects our samples. This effect has been modeled by a selection function which is uniform up to a certain magnitude  $m_c$  (determined in the process of ML estimation) and then decreases linearly up to the limiting magnitude of the sample. The application of the LM method to a given sample provides not only the mean absolute magnitude for the groups identified but also individual absolute magnitude and distance estimates for the sample stars. For stars with high relative errors on the parallaxes, the method allows us to improve the estimation of the individual absolute magnitude because the estimate is not biased and its variance is reduced due to the use of all the available information for each star (see Brown et al., 1997 for a detailed discussion).

The number of different groups composing each sample ( $n$ ) is not usually known. It is obtained by applying the Wilk's test to the ML estimations performed assuming  $n$  and  $n+1$  groups ( $n = 1, 2, \dots$ ). Once the estimation has been obtained, the stars of the sample can be classified into the groups identified. The *a posteriori* probability of a given star of belonging to each group is calculated and the star is assigned to the group with the highest probability. Notice that since this procedure is probabilistic, some misclassification may occur. Furthermore, the same *a posteriori* probability is an indicator of the reliability of the classification of the stars.

The method is completely implemented using numerical procedures. In this way a greater flexibility is achieved and analytical approximations are avoided. More details on the LM method and its application are given in the above cited papers and in Gómez et al. (1997a), Luri et al. (1997) and Luri et al. (1998).

#### 4. Results

The LM method was applied to the different samples and for all of them, with the exception of the He-rich and He-weak samples, two groups were identified. Table 2 gives the results obtained for the main groups (containing the largest number of stars). The entries are self-explanatory:  $M_0$  and  $\sigma_M$  correspond to the visual magnitude expressed in magnitudes. The kinematic parameters ( $U_0, V_0, W_0, \sigma_U, \sigma_V$  and  $\sigma_W$ ) are given in  $\text{km s}^{-1}$ .  $Z_0$  is expressed in pc. The

errors were estimated using Monte-Carlo simulations. The percentage of the total sample belonging to the main group is indicated. The last row gives the total number of stars ( $N$ ) in the used samples.

As explained above, the LM method provides individual absolute magnitude estimates. Table 3 gives for each star of the main groups the apparent V-magnitude, the absolute magnitude estimate, the estimated individual distance with the corresponding error as well as the probability of belonging to the group. The spectral classification is also indicated. The secondary groups differ from the main groups in luminosity or in kinematics. These groups seem to be rather inhomogeneous, containing high-velocity stars and possible misclassified objects. Table 4 lists the stars in the secondary groups (about 30) with their estimated probability of belonging to the group.

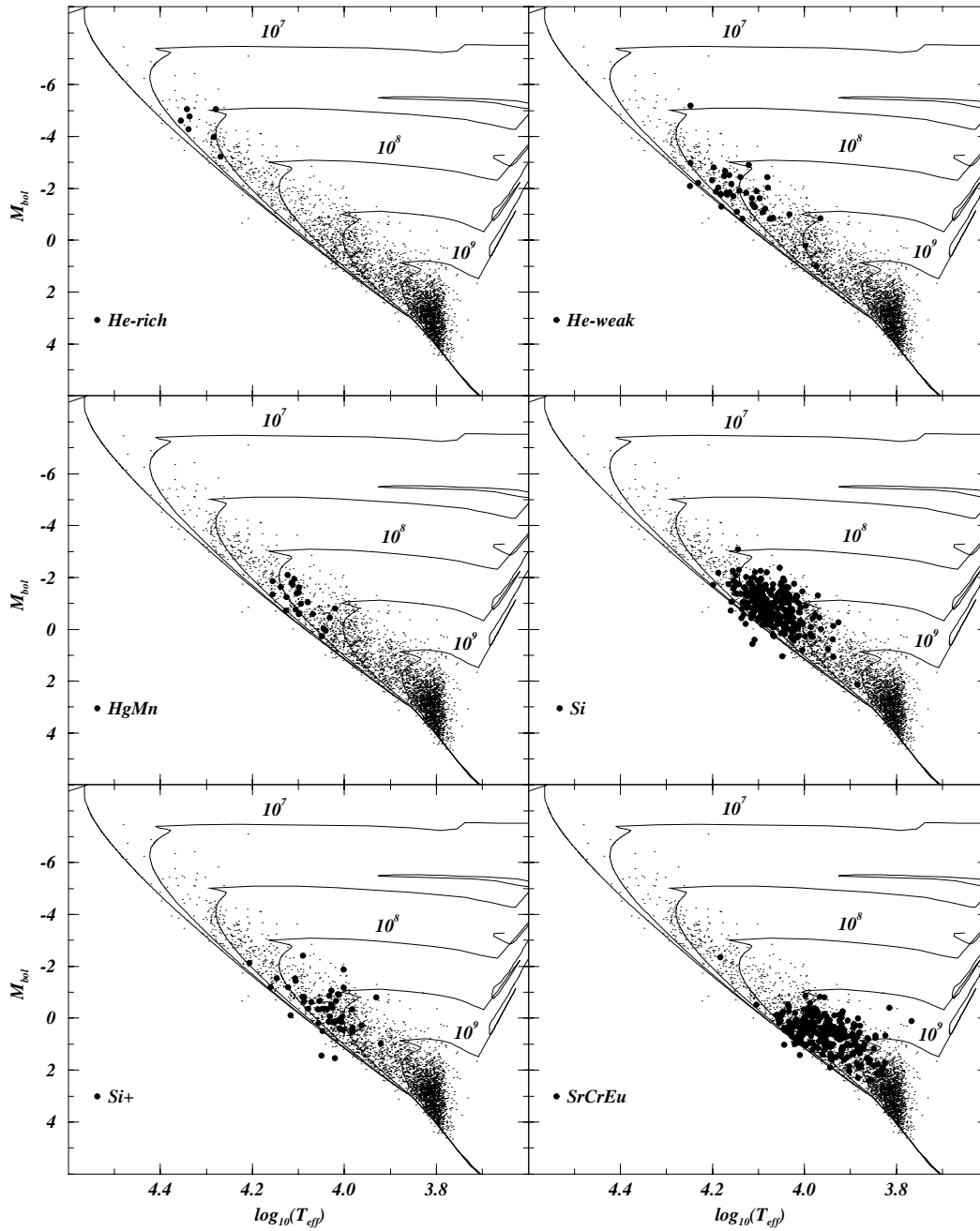
As we are interested in comparing the position in the HR-diagram of Bp - Ap stars with respect to those of normal stars of the same  $T_{\text{eff}}$ , individual bolometric absolute magnitudes  $M_{\text{bol}}$  have been calculated. For magnetic Bp - Ap stars the bolometric correction of Stępień (1994) has been applied, otherwise the values of Flower (1996) have been used. It has to be noted that not every star has  $T_{\text{eff}}$  data available. Fig. 2 displays the HR-diagram ( $M_{\text{bol}}, \log_{10} T_{\text{eff}}$ ) for the main groups stars in the different samples. The results obtained for normal stars (Gómez et al. 1997a) are represented. Finally, the isochrones of Schaller et al. (1992) for solar metallicity are also plotted.

## 5. Discussion

### 5.1. Bp - Ap main groups

As shown in Fig. 2, Bp - Ap stars are main sequence stars occupying the whole width of the sequence. The width reaches up to 2 mag., a similar result to that obtained for non-peculiar stars of the same spectral range (Gómez et al., 1997a). The intrinsic dispersion in absolute magnitude is rather large, varying from 0.6 to 0.8 mag for most types. In the case of He-rich stars, the intrinsic dispersion is about 1.2 mag, reflecting that these stars spread over a large range in luminosities, from about  $-0.2 \pm 0.4$  to  $-6.2 \pm 0.8$  mag. As the sample is very small, further classification in different groups has no statistical meaning.

The results given in Table 2 may be compared with those obtained by North et al. (1997) using small samples of Bp - Ap stars selected with a relative error smaller than 14% on the trigonometric parallax. These last values need to be corrected for the sample bias (although the corrections are small because the stars have very precise parallaxes) while in the LM method the sample bias is taken into account in the estimation process. The intrinsic dispersions obtained by North et al. (1997) are large and similar to ours. Due to the large value of the intrinsic dispersions, the sample mean absolute magnitude provides a rough estimate for an individual star and should be used only in those cases where the only available information is its spectral type. Individual absolute magnitudes as given in Table 3 are preferred. Notice that for stars with less accurate parallaxes (relative errors  $> 0.14$ ) the absolute magnitude estimate has been improved.



**Fig. 2.** Distribution in the  $[\log_{10} T_{eff}, M_{bol}]$  plane of the stars in the main groups (circles). The results for non-peculiar stars from Gómez et al. (1997a) are indicated (dots)

It is well known from the study of Bp - Ap stars in open clusters and associations (North, 1993) that they belong to the young disk population. Consequently, it is expected that their spatial and velocity distributions agree with those observed for non-peculiar main sequence stars of the same spectral range.

Fig. 3 displays the distribution in the  $[x, z]$  plane for the stars in the main groups,  $x$  and  $z$  being the heliocentric distances in the direction of the galactic center and perpendicular to the galactic plane, respectively. When going from the hottest groups to the cooler ones, the stars are less concentrated to the galactic plane.

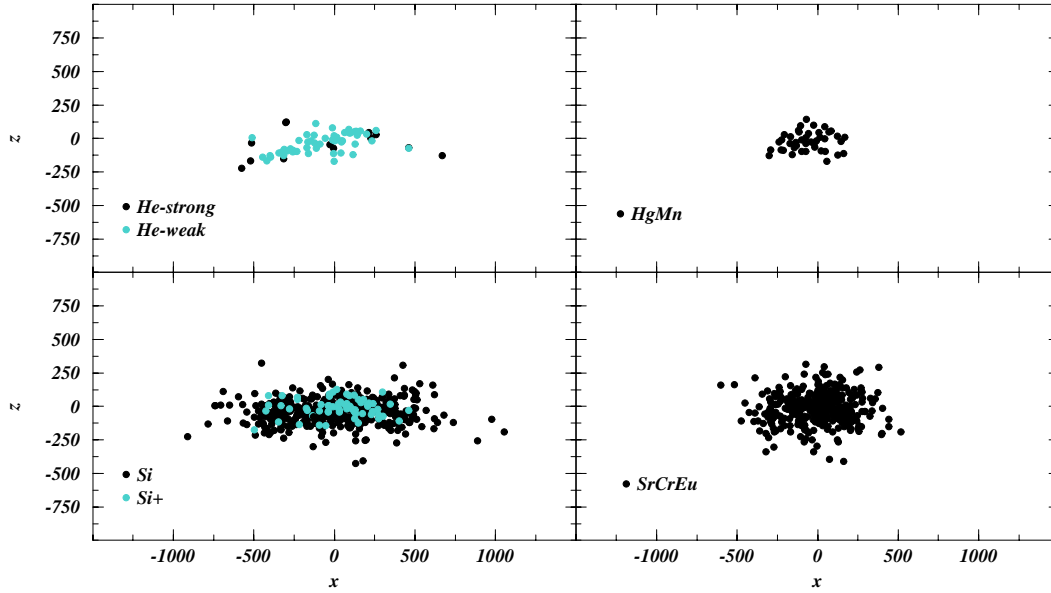


Fig. 3. Spatial distribution in the  $[x, z]$  plane of stars in main groups,  $x$  and  $z$  are expressed in pc

Table 2. Mean visual absolute magnitudes, kinematics and scale heights of Bp-Ap stars (main groups)

	He-rich	He-weak	HgMn	Si	Si+	SrCrEu
$M_0$	$-1.6 \pm 1.0$	$-0.2 \pm 0.3$	$-0.1 \pm 0.5$	$0.13 \pm 0.10$	$0.44 \pm 0.21$	$1.27 \pm 0.07$
$\sigma_M$	$1.2 \pm 0.4$	$0.6 \pm 0.2$	$0.6 \pm 0.4$	$0.76 \pm 0.09$	$0.75 \pm 0.15$	$0.76 \pm 0.06$
$U$	$-15.0 \pm 3.2$	$-12.0 \pm 1.5$	$-11.5 \pm 2.0$	$-11.9 \pm 0.5$	$-11.6 \pm 2.5$	$-11.0 \pm 1.2$
$\sigma_U$	$8.7 \pm 4.3$	$8.6 \pm 1.2$	$8.9 \pm 1.9$	$9.8 \pm 0.3$	$14.6 \pm 1.8$	$19.1 \pm 1.2$
$V$	$-8.5 \pm 2.7$	$-13.9 \pm 1.3$	$-14.1 \pm 2.0$	$-12.9 \pm 0.5$	$-12.4 \pm 1.7$	$-11.3 \pm 0.7$
$\sigma_V$	$7.6 \pm 3.1$	$8.2 \pm 1.8$	$11.0 \pm 1.7$	$10.2 \pm 0.5$	$9.0 \pm 1.4$	$9.5 \pm 0.8$
$W$	$-5.2 \pm 2.7$	$-6.5 \pm 0.8$	$-6.8 \pm 1.0$	$-6.9 \pm 0.4$	$-6.7 \pm 0.9$	$-6.4 \pm 0.5$
$\sigma_W$	$5.0 \pm 4.3$	$3.7 \pm 0.8$	$5.4 \pm 0.8$	$5.8 \pm 0.3$	$6.0 \pm 0.7$	$7.0 \pm 0.4$
$Z_0$	$81 \pm 19$	$58 \pm 9$	$57 \pm 10$	$69 \pm 3$	$49 \pm 8$	$96 \pm 8$
%	100	100	95 $\pm$ 2	97 $\pm$ 3	95 $\pm$ 4	95 $\pm$ 1
N	14	58	44	415	66	353

$Z_0$  varies from about 60 pc to 100 pc, in good agreement with the values obtained for non-peculiar stars of the same spectral type (Luri et al., 1998). For He stars, the presence of the Gould Belt, a structure inclined about  $17-20^\circ$  to the galactic plane (Torra et al., 1997), is clearly visible.

Concerning the kinematic behaviour of normal stars, Gómez et al. (1997b) obtained (using Hipparcos data) that up to 1 Gyr  $\sigma_V$  and  $\sigma_W$  remain practically unchanged ( $10 \pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$  and  $5-7 \pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$ , respectively), while  $\sigma_U$  increases from  $11 \pm 0.5 \text{ km s}^{-1}$  at  $10^8$  years to  $20 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$  at  $10^9$  years. These results may be compared with those given in Table 2 for the different samples of Bp - Ap stars. As for non-peculiar stars,  $\sigma_V$  and  $\sigma_W$  do not show significant variations and  $\sigma_U$  varies from about  $9 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$  for He-rich, He-weak, HgMn and Si stars to  $15 \pm 2 \text{ km s}^{-1}$  for Si+ stars and  $19 \pm 1 \text{ km s}^{-1}$  for SrCrEu stars. It is difficult to estimate a mean kinematic age for each group because the kinematic behaviour

of stars younger than about 1 Gyr shows the signature of moving groups (Sabas, 1997; Figueras et al., 1997; Gómez et al., 1998; Sabas et al., 1998). The kinematic results are compatible with the upper age limits obtained by North(1993) from the study of CP stars in clusters and associations and from the position of stars in the HR-diagram (see Fig. 2). He-rich stars constitute the youngest group with ages less than a few  $10^7$  years. For He-weak, HgMn and Si groups the maximum age is about  $\log(\text{age}) = 8.5$ , and for Si+ and SrCrEu stars it is  $\log(\text{age}) = 8.75$  and 9, respectively. As expected, Bp - Ap stars have the same kinematic behaviour of non-peculiar thin disk stars younger than about  $10^9$  years.

### 5.2. Bp - Ap secondary groups

As explained above, the LM method identified secondary groups which may differ from the main groups in luminosity, in kinematics or in both. These groups seem to be inhomogeneous,

**Table 5.** List of high-velocity or high- $|z|$  Bp - Ap stars

HIP	Group	Velocity	$ z $	Remark
291	Si		866 (37%)	
4995	SrCrEu	77±12	568 (16%)	JJGG83, St91
6907	SrCrEu	* 87±25	371 (29%)	JJGG83, St91
20837	Si	65±8	375 (31%)	JJGG83
23691	SrCrEu	221±15		St91
42819	Si	* 136±14		JJGG83
54985	Si	* 94±21	432 (22%)	S74
89594	HgMn	101±2		AS72, St91
110616	Si		855 (40%)	
112709	SrCrEu	* 116±30	447 (26%)	

AS72: Adelman &amp; Sargent (1972)

JJGG83: Jaschek et al. (1983)

S74: Stalio (1974)

St91: Stetson (1991)

containing a mixture of misclassified stars and stars with spatial and kinematic behaviour differing from the corresponding main groups. In particular, high-velocity stars and stars out of the galactic plane ( $|z| > 300$  pc) or both are found. This result is not surprising given that high-velocity stars have been observed in samples of normal A-type stars at high galactic latitudes (Rodgers et al., 1981; Lance, 1988) and in the solar neighbourhood (Stetson, 1991 and references therein; Royer, 1997). Jaschek et al. (1983) obtained a list of candidates for high-velocity Ap stars using reduced proper motions. It was argued that these stars could be the tail of the velocity distribution of the total samples and not bona fide high-velocity stars. Our results confirm the existence of high-velocity stars among Bp - Ap stars. Such objects are clearly very interesting, because an explanation of how apparently young stars have acquired high velocity and/or large distances from the galactic plane is needed. We have searched in each secondary group for high-velocity stars as well as for stars out of the galactic plane. The main difficulty is that since these stars are far from the Sun, accurate parallax data are missing. The Hipparcos parallaxes have relative errors  $> 50\%$  and sometimes  $> 100\%$ , thus preventing the estimation of reliable tangential velocities. Using our estimated distances with their corresponding errors, stars out of the galactic plane and/or with high velocity have been identified. Let us remark that not all the stars have a known radial velocity, which is necessary to compute the total space velocity. A star was considered to have a high velocity whenever the modulus of its total space velocity was larger than  $65 \text{ km s}^{-1}$  or that of its tangential velocity larger than  $60 \text{ km s}^{-1}$ .

Table 5 gives the stars identified. The column Velocity gives the velocity and the corresponding error expressed in  $\text{km s}^{-1}$  (an asterisk refers to the tangential velocity). The column  $|z|$  gives the  $z$ -distance (in pc) and the relative error.

Several hypotheses have been proposed to explain the existence of such objects (for details see Lance, 1991). One of the mechanisms invoked is the ejection from the galactic plane of normal young stars. They could be ejected from clusters or accelerated by a supernova in binary systems. This last mechanism produces runaway stars more massive than  $10 M_{\odot}$ , so it cannot

explain the case of A-type stars. Other possibilities include the formation from the compression of gas and dust at the outer edges of supernova bubbles. Among the stars given in Table 5, the star HIP 291 points in the direction of the cluster Blanco 1. Its high-velocity characteristics might be the result of an ejection from this cluster. However, its distance is not compatible with the cluster distance, a result already obtained by Westerlund et al. (1988). Another explanation often advanced is that these stars are misclassified objects: HB or blue stragglers (BS). The hypothesis that some of these stars may be population I BSs is very attractive because over 60% of the BSs found in young and intermediate age open clusters ( $\log(\text{age}) \leq 9$ ) are found to be peculiar or metallic B - A stars (for details see Stryker, 1993). Finally, accretion of gas from a merged satellite galaxy has also been invoked. This mechanism may explain the existence of young stars out of the galactic plane. The analysis of these different mechanisms for normal early-type stars as well as for Bp - Ap stars is underway.

Finally, we remark that a few stars in the main groups have  $|z| > 300$  pc. With the exception of stars HIP 12051 and 111396 in the Si group and HIP 7473 in the SrCrEu group, the other stars are only marginally high- $|z|$  stars.

## 6. Conclusions

The LM algorithm has been applied to a sample of about 1000 Bp - Ap stars observed by Hipparcos. Six types of stars (He-rich, He-weak, HgMn, Si, Si+ and SrCrEu) have been considered. In most of the samples, with the exception of the He-rich and He-weak stars, two groups have been separated, the main groups containing the largest number of stars. Our results can be summarized as follows:

- Bp - Ap stars are main sequence objects. They occupy the whole width of the main sequence band, which reaches up to 2 mag. The intrinsic dispersion in absolute magnitude varies from 0.6 to 0.8 mag for all the groups except He-rich stars. These latter stars spread over a large range in luminosities, the intrinsic dispersion being about 1.2 mag.
- Mean absolute magnitudes are given for each category of stars (main groups). For these stars individual absolute magnitudes and individual distances are also given (Table 3). The secondary groups are rather inhomogeneous, containing high-velocity stars and misclassified objects.
- From a kinematical point of view, Bp - Ap stars are young thin disk stars: their kinematic behaviour is similar to that of non-peculiar stars younger than about  $10^9$  years. The kinematic ages are compatible with the upper age limits observed for peculiar stars in open clusters and associations.
- A few objects show high-velocity or are found out of the galactic plane ( $|z| > 300$  pc). The origin of these stars is not well established.

*Acknowledgements.* This work was supported by the CICYT under contract ESP95-0180 and by the PICS program (CNRS PICS 348, CIRIT). The technical assistance of Mrs D. Morin and A. Sellier is gratefully acknowledged.



**References**

- Adelman, S., Sargent, W., 1972, *ApJ* 176, 671
- Arenou, F., Grenon, M., Gómez, A.E., 1992, *A&A* 258, 104
- Barbier-Brossat, M., Figon, P., 1998, *A&AS* (in press)
- Brown, A.G.A., Arenou, F., van Leeuwen, F., Lindegren, L., Luri, X., 1997, *Hipparcos Venice'97*, ESA SP-402, p. 63
- Dufbt, M., Figon, P., Meysssonier, N., 1995, *A&AS* 114, 269
- ESA 1997, *The Hipparcos Catalogue*, ESA SP-1200
- Figueras, F., Gómez, A.E., Asiain, R., et al., 1997, *Hipparcos Venice'97*, ESA SP-402, p. 519
- Flower, B.J., 1996, *ApJ* 469, 355
- Gómez, A.E., Luri, X., Mennessier, M.O., Torra, J., Figueras, F., 1997a, *Hipparcos Venice'97*, ESA SP-402, p. 207
- Gómez, A.E., Grenier, S., Udry, S., et al. 1997b, *Hipparcos Venice'97*, ESA SP-402, p. 621
- Gómez, A., Luri, X., Sabas, V., et al., 1998, In: 26th Workshop of the European Working Group on CP Stars, P. North, J. Ziznovsky and A. Schnell (eds.). *Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso*, in press
- Grenier, S., Baylac, M.O., Rolland, L. et al., 1998, *A&AS* (in preparation)
- Hoffbit, D., Warren Jr, W.H., 1991, "The Bright Star Catalogue", NSSCD, ADS
- Houk, N., Cowley, A.P., 1975, "Catalogue of two-dimensional spectral types for HD stars", Vol. 1, Univ. of Michigan
- Houk, N., 1978, "Catalogue of two-dimensional spectral types for HD stars", Vol. 2, Univ. of Michigan
- Houk, N., 1982, "Catalogue of two-dimensional spectral types for HD stars", Vol. 3, Univ. of Michigan
- Houk, N., Smith-Moore, A., 1988, "Catalogue of two-dimensional spectral types for HD stars", Vol. 4, Univ. of Michigan
- Jaschek, M., Egret, D., 1981, *Bull. Inform. CDS* 20, 36
- Jaschek, C., Jaschek, M., Gómez, A., Grenier, S., 1983, *A&A* 127, 1
- Jaschek, C., Jaschek, M., 1987, "The Classification of Stars", Cambridge University Press
- Lance, C.M., 1988, *ApJ* 334, 927
- Lance, C.M., 1991, *Comments on Astrophysics*, vol.XV, 355
- Levato, H., Malaroda, S., Morell, N., et al., 1996, *A&AS* 118, 231
- Luri, X., 1995, Ph. D. Thesis, Universitat de Barcelona
- Luri, X., Gómez, A., Mennessier, M.O., et al., 1997, *Hipparcos Venice'97*, ESA SP-402, p. 355
- Luri, X., Gómez, A., Torra, J., et al., 1998, *A&A*, in preparation
- Luri, X., Mennessier, M.O., Torra, J., Figueras, F., 1996, *A&AS* 117, 405
- North, P., 1993, In: Peculiar versus normal phenomena in A-type and related stars. M.M. Dworetzky, F. Castelli and R. Faraggiana (eds.). *ASP Conf. Series* vol. 44, p. 577
- North, P., Jaschek, C., Hauk, B., et al., 1997, In: *Hipparcos Venice'97*, ESA SP-402, p. 239
- Renson, P., Gerbaldi, M., Catalano, F.A., 1991, *A&AS* 89, 429
- Rodgers, A.W., Harding, P., Sadler, E., 1981, *ApJ* 244, 912
- Royer, F., 1997, *Hipparcos Venice'97*, ESA SP-402, p. 595
- Sabas, V., 1997, Ph. D. Thesis, Observatoire de Paris
- Sabas, V., Gómez, A.E., Lebreton, Y., Grenier, S., 1998, *A&A*, in preparation
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A., 1992, *A&AS* 96, 269
- Stalio, R., 1974, *A&A* 31, 89
- Stępień, K. 1994, In: "Chemically peculiar and magnetic stars", J. Zverko and J. Ziznovsky (eds). *Tatranska Lomnica*, Slovak Academy of Sciences, p. 8
- Stetson, P.B., 1991, *AJ* 102, 589
- Stryker, L.L., 1993 *PASP* 105, 1081
- Torra, J., Gómez, A.E., Figueras, F. et al. 1997, *Hipparcos Venice'97*, ESA SP-402, p. 513
- Turon, C., Gómez, A., Crifo, F., et al., 1992, *A&A* 258, 74
- Westerlund, B.E., Garnier, R., Lundgren, K. et al., 1988, *A&AS* 76, 101
- Zboril, M., North, P., Glagolevskij, Yu.V., Betrix, F., 1997, *A&A* 324, 949

# Bibliographie

- Abt H. A., 1985, *Astrophys. J., Lett.*, 294, L103
- Abt H. A., Levy S. G., Gandett L., 1972, *Astron. J.*, 77, 138
- Abt H. A., Morrell N. I., 1995, *Astrophys. J., Suppl. Ser.*, 99, 135
- Adelman S. J., Philip A. G. D., 1992, *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 104, 316
- Ahumada J., Lapasset E., 1995, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 109, 375
- Allen C. W., 1973, *Astrophysical quantities* (3d ed.). The Athone Press University of London
- Arenou F., 1993, Ph.D. thesis, Observatoire de Paris, CNRS
- Arenou F., Grenon M., Gómez A. E., 1992, *Astron. Astrophys.*, 258, 104
- Arenou F., Lindegren L., Frøeschlé F., et al., 1995, *Astron. Astrophys.*, 304, 52
- Arenou F., Luri X., 1999, Biases in distances and absolute magnitudes from trigonometric parallaxes, in Egret D., Heck A. (eds.), *Harmonizing Cosmic Distance Scales in a Post-Hipparcos Era*, ASP Conf. Ser.
- Arenou F., Mignard F., Palasi J., 1997, *ESA SP-1200, Vol. III. Ch. 20*
- Baade W., 1944, *Astrophys. J.*, 100, 137
- Baraffe I., Chabrier G., Allard F., Hauschildt P. H., 1997, *Astron. Astrophys.*, 327, 1054
- Baraffe I., Chabrier G., Allard F., Hauschildt P. H., 1998, *Astron. Astrophys.*, 337, 403
- Baranne A., Mayor M., Poncet J. L., 1979, *Vistas Astron.*, 23, 279
- Baranne A., Queloz D., Mayor M., et al., 1996, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 119, 373
- Barbier-Brossat M., Figon P., 1998, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, sous presse
- Beers T. C., Preston G. W., Sheckman S. A., 1988, *ApJS*, 67, 461
- Beers T. C., Sommer-Larsen J., 1995, *ApJS*, 96, 175
- Bienaymé O., Robin A. C., Crézé M., 1987, *Astron. Astrophys.*, 180, 94
- Blaauw A., 1962, *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 15, 265
- Bonifacio P., Castelli F., Hack M., 1995, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 110, 441

- Bressan A., Fagotto F., Bertelli G., Chiosi C., 1993, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 100, 647
- Brown A., Arenou F., Van Leeuwen F., Lindegren L., Luri X., 1997, Considerations in making full use of the Hipparcos catalogue, in Battrick B. (ed.), *Hipparcos Venice'97*, Vol. SP-402. ESA Publications Division, p. 63
- Brown A. G. A., Verschueren W., 1997, *Astron. Astrophys.*, 319, 811
- Burbidge E. M., Sandage A., 1958, *Astrophys. J.*, 128, 174
- Cannon R. D., 1970, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 150, 111
- Caroll J. A., 1933, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 93, 478
- Cayrel De Strobel G., Soubiran C., Friel E. D., Ralite N., François P., 1997, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 124, 299
- Celeux G., Diebolt J., 1986, *Rev. Stat. Appl.*, 34, 35
- Cohen D., Latham D. W., 1992, Extracting Velocities for Faint Secondaries, in *ASP Conf. Ser.*, Vol. 32, *Complementary Approaches to Double and Multiple Star Research*, IAU Colloquium 135, p. 143
- Collins G. W. I., Sonneborn G. H., 1977, *ApJS*, 34, 41
- Collins G. W. I., Truax R. J., Cranmer S. R., 1991, *ApJS*, 77, 541
- Comerón F., Torra J., Gómez A. E., 1998, *Astron. Astrophys.*, 330, 975
- Conlon E. S., Dufton P. L., Keenan F. P., McCausland R. J. H., Little J. E., 1993, *Astron. Astrophys.*, 272, 243
- Crampton D., Hill G., Fisher W. A., 1976, *Astrophys. J.*, 204, 502
- De Zeeuw P. T., Hoogerwerf R., De Bruijne J. H. J., Brown A. G. A., Blaauw A., 1999, *Astron. J.*, 117, 354
- Dehnen W., Binney J. J., 1998, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 298, 387
- Dorman B., 1992, *ApJS*, 81, 221
- Duflot M., Figon P., Meyssonier N., 1995, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 114, 269
- Duran C. M., Graziati L., 1986, Blue straggler stars in the ultraviolet, in *New Insights in Astrophysics. Eight Years of UV Astronomy with IUE*, p. 415
- Dutilleul P., 1989, An implementation of the algorithm *à trous* to compute the wavelet transform, in Combes J., Grossmann A., Tchamitchian P. (eds.), *Wavelets*. Springer, p. 298
- Eggen O. J., 1969, *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 81, 741
- Eggen O. J., Iben I. J., 1988, *Astron. J.*, 96, 635
- Einasto J., 1979, Galactic mass modeling, in *The large-scale characteristics of the Galaxy*, IAU Symposium 84, Vol. 84, p. 451

- 
- ESA , 1992, The Hipparcos Input Catalogue, ESA-SP 1136
- ESA , 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, ESA-SP 1200
- Fagotto F., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 1994a, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 104, 365
- Fagotto F., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 1994b, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 105, 29
- Fagotto F., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 1994c, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 105, 39
- Faulkner J., 1966, *Astrophys. J.*, 144, 978
- Feige J., 1958, *Astrophys. J.*, 128, 267
- Fekel F. C., 1985, A search for constant velocity B and A stars, in Philip A. G. D., Latham D. W. (eds.), *Stellar radial velocities*, IAU Colloquium 88. Schenectady, NY: L. Davis Press, p. 335
- Fekel F. C., 1991, *Trans. IAU*, 21B, 269
- Fekel F. C., 1998, The status of early-type radial-velocity standards, in Hearnshaw J. B., Scarfe C. D. (eds.), *Precise stellar radial velocities*, IAU Colloquium 170, p. E64
- Fellgett P., 1955, *Opt. Acta*, 2, 9
- Furenlid I., Kurucz R., Westin T. N. G., Westin B. A. M., 1992, *Sirius Atlas*
- Garmany C. D., Conti P. S., Chiosi C., 1982, *Astrophys. J.*, 263, 777
- Gerbaldi M., Baylac M.-O., 1990, communication privée
- Gerbaldi M., Faraggiana R., Burnage R., et al., 1999, *Astron. Astrophys.*, soumis
- Gerbaldi M., Mayor M., 1989, *Messenger*, 56, 12
- Gerbaldi M., Morales Duran C., Sabau Graziati L., Freire F. R., Talavera I. A., 1987, IUE low resolution observations of blue-stragglers, in *Conference on Faint Blue Stars*, IAU Colloquium 95, p. 571
- Gies D. R., Bolton C. T., 1986, *ApJS*, 61, 419
- Gilmore G., Wyse R. F. G., Kuijken K., 1989, *ARA&A*, 27, 555
- Glaspey J. W., Pritchett C. J., Stetson P. B., 1994, *Astron. J.*, 108, 271
- Gómez A. E., Luri X., Grenier S., et al., 1998a, *Astron. Astrophys.*, 336, 953
- Gómez A. E., Luri X., Grenier S., et al., 1997a, *Astron. Astrophys.*, 319, 881
- Gómez A. E., Luri X., Mennessier M.-O., Torra J., Figueras F., 1997b, The Luminosity Calibration of the HR Diagram Revisited by Hipparcos, in Battrick B. (ed.), *Hipparcos Venice'97*, Vol. SP-402. ESA Publications Division, p. 207
- Gómez A. E., Luri X., Sabas V., et al., 1998b, *Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso*, 27, 171
- Golay M., 1968, *Arch. Sc. Genève*, 21, 105

- Graps A., 1995, An introduction to Wavelets, in IEEE Computational Science and Engineering, Vol. 2. IEEE Computer Society
- Gray D. F., 1976, The observation and analysis of stellar photospheres. New York : Wiley
- Greenstein J. L., 1966, *Astrophys. J.*, 144, 496
- Grenier S., Baylac M.-O., Rolland L., et al., 1999a, *Astron. Astrophys.*, en préparation
- Grenier S., Burnage R., 1995, Acquisition des données complémentaires au sol : vitesses radiales et paramètres fondamentaux, in Fréschlé M., Mignard F. (eds.), De l'utilisation des données Hipparcos, GDR 051, p. 177
- Grenier S., Burnage R., Faraggiana R., et al., 1999b, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 135, 503
- Grenier S., Gómez A. E., Burnage R., Faraggiana R., Gerbaldi M., 1995, *La Lettre de l'OHP*, 14
- Griffin R. F., 1967, *Astrophys. J.*, 148, 465
- Griffin R. F., 1969, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 145, 163
- Griffin R. F., 1970, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 148, 211
- Griffin R. F., 1971, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 155, 1
- Griffin R. F., 1972, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 155, 449
- Haywood M., 1998, communication privée
- Haywood M., Robin A., Crézé M., 1997a, *Astron. Astrophys.*, 320, 428
- Haywood M., Robin A., Crézé M., 1997b, *Astron. Astrophys.*, 320, 440
- Høg E., Bastian U., Egret D., et al., 1992, *Astron. Astrophys.*, 258, 177
- Høg E., Bässgen G., Bastian U., et al., 1997, *Astron. Astrophys.*, 323, L57
- Hill G., 1993, The measurement of radial velocities using cross-correlation techniques as applied to binary stars, in ASP Conf. Ser., Vol. 38, New frontiers in binary star research, p. 127
- Holdschneider M., Kronland-Martinet R., Morlet J., Tchamitchian P., 1989, A real-time algorithm for signal analysis with the help of the wavelet transform, in Combes J., Großmann A., Tchamitchian P. (eds.), *Wavelets*. Springer, p. 286
- Houk N., 1978, Catalogue of two dimensional spectral types for the HD stars, in Michigan Spectral Survey, Vol. 2. Univ. Michigan
- Houk N., 1982, Catalogue of two-dimensional spectral types for the HD stars, in Michigan Spectral Survey, Vol. 3. Univ. Michigan
- Houk N., Cowley A. P., 1975, Catalogue of two dimensional spectral types for the HD stars, in Michigan Spectral Survey, Vol. 1. Univ. Michigan
- Houk N., Smith-Moore M., 1988, Michigan catalogue of Two-Dimensional spectral types for the HD stars : -26 to -12 degrees., in Michigan Spectral Survey, Vol. 4. Univ. Michigan

- 
- Humason M. L., Zwicky F., 1947, *Astrophys. J.*, 105, 85
- Jaschek C., 1970, On the rotation of A-type stars, in Slettebak A. (ed.), *Stellar rotation*, IAU Colloquium No.4. Dordrecht : Reidel, p. 219
- Jaschek C., Gómez A. E., 1998, *Astron. Astrophys.*, 330, 619
- Jaschek C., Jaschek M., Gómez A. E., Grenier J. S., 1983, *Astron. Astrophys.*, 127, 1
- Johnson H., Sandage A., 1955, *Astrophys. J.*, 121, 616
- Kaltcheva N., Knude J., 1998, *Astron. Astrophys.*, 337, 178
- Kendall T. R., Brown P. J. F., Conlon E. S., Dufton P. L., Keenan F. P., 1994, *Astron. Astrophys.*, 291, 851
- Kerr F. J., Lynden-Bell D., 1986, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 221, 1023
- Kurucz R. L., 1993, SYNTHE spectrum synthesis programs and line data, in *Space Stations and Space Platforms - Concepts, Design, Infrastructure and Uses*
- Lamers H. J. G. L. M., Harzevoort J. M. A. G., Schrijver H., Hoogerwerf R., Kudritzki R. P., 1997, *Astron. Astrophys.*, 325, L25
- Lance C. M., 1988a, *Astrophys. J.*, 334, 927
- Lance C. M., 1988b, *Astrophys. J., Suppl. Ser.*, 68, 463
- Lance C. M., 1991, *Comments Astrophys.*, 15, 355
- Latham D. W., 1985, Digital stellar speedometry, in Philip A. G. D., Latham D. W. (eds.), *Stellar radial velocities*, IAU Colloquium 88. Schenectady, NY: L. Davis Press, p. 21
- Latham D. W., 1992, Surveys of Spectroscopic Binaries at the Center for Astrophysics, in ASP Conf. Ser., Vol. 32, *Complementary Approaches to Double and Multiple Star Research*, IAU Colloquium 135, p. 110
- Lindegren L., Mignard F., Söderhjelm S., et al., 1997, *Astron. Astrophys.*, 323, L53
- Liu T., Janes K. A., Bania T. M., 1989, *Astron. J.*, 98, 626
- Liu T., Janes K. A., Bania T. M., Phelps R. L., 1988, *Astron. J.*, 95, 1122
- Livio M., 1993, Blue Stragglers : the failure of Occam's razor ?, in ASP Conf. Ser., Vol. 53, *Blue Stragglers*, p. 3
- Lucke P. B., 1978, *Astron. Astrophys.*, 64, 367
- Luri X., 1995, Ph.D. thesis, Universitat de Barcelona
- Luri X., Gómez A. E., Torra J., Figueras F., Mennessier M.-O., 1998, *Astron. Astrophys.*, 335, L81
- Luri X., Mennessier M. O., Torra J., Figueras F., 1996, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 117, 405

- Lyngå G., 1987, *Catalogue of Open Cluster Data*, 5th ed
- Maeder A., Peytremann E., 1970, *Astron. Astrophys.*, 7, 120
- Mateo M., Harris H. C., Nemeč J., Olszewski E. W., 1990, *Astron. J.*, 100, 469
- Mayor M., Maurice E., 1985, Coravel measurements of IAU and southern potential radial-velocity standard stars. A zero point discussion, in Philip A. G. D., Latham D. W. (eds.), *Stellar radial velocities*, IAU Colloquium 88, p. 299
- Mayor M., Queloz D., 1995, *Nature*, 378, 355
- McCrea W. H., 1964, *MNRAS*, 128, 147
- Meillon L., Crifo F., Gómez A. E., Udry S., Mayor M., 1997, First steps toward the determination of the escape velocity in the solar neighbourhood, in Battrick B. (ed.), *Hipparcos Venice'97*, Vol. SP-402. ESA Publications Division, p. 591
- Mermilliod J.-C., 1982, *Astron. Astrophys.*, 109, 37
- Mermilliod J.-C., 1995, The database for galactic open clusters (BDA), in Egret D., Albrecht M. A. (eds.), *Information and On-Line Data in Astronomy*. Kluwer Academic Press, p. 127
- Mermilliod J.-C., Mermilliod M., Hauck B., 1997, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 124, 349
- Mermilliod J.-C., Turon C., Robichon N., Arenou F., Lebreton Y., 1997, The Distance of the Pleiades and Nearby Clusters, in Battrick B. (ed.), *Hipparcos Venice'97*, Vol. SP-402. ESA Publications Division, p. 643
- Mihalas D., Binney J., 1981, *Galactic astronomy: Structure and kinematics* (2nd ed.). W. H. Freeman and Co.
- Morse J. A., Mathieu R. D., Levine S. E., 1991, *Astron. J.*, 101, 1495
- Nissen P. E., Schuster W. J., 1991, *Astron. Astrophys.*, 251, 457
- Nordström B., Latham D. W., Morse J. A., et al., 1994, *Astron. Astrophys.*, 287, 338
- Nordström B., Stefanik R. P., Latham D. W., Andersen J., 1997, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 126, 21
- Olano C. A., 1982, *Astron. Astrophys.*, 112, 195
- Oort J. H., 1926, The stars of high velocity ..., in Groningen, Gebroeders Hoitsema
- Paunzen E., 1999, *Astron. Astrophys.*, 341, 784
- Pedoussaut A., Carquillat J. M., Ginestet N., Vigneau J., 1988, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 75, 441
- Perry C. L., 1969, *Astron. J.*, 74, 139
- Perry C. L., Johnston L., Crawford D. L., 1982, *Astron. J.*, 87, 1751
- Perryman M. A. C., Høg E., Kovalevsky J., et al., 1992, *Astron. Astrophys.*, 258, 1

- 
- Perryman M. A. C., Lindegren L., Kovalevsky J., et al., 1997, *Astron. Astrophys.*, 323, L49
- Perryman M. A. C., Lindegren L., Kovalevsky J., et al., 1995, *Astron. Astrophys.*, 304, 69
- Petrie R. M., 1962, Hiltner W. A. (ed.), *Astronomical Techniques*. Univ. of Chicago Press, Ch. 3, p. 63
- Philip A., Cullen M., White R., 1976, *Dudley Observatory Report*
- Philip A. G. D., 1984, *Contrib. Van Vleck Obs.*, 2, 1
- Press W. H., Teukolsky S. A., Flannery B. P., Vetterling W. T., 1992, *Numerical recipes in C : the art of scientific computing* (2d ed.). Cambridge University press
- Pritchett C. J., Glaspey J. W., 1991, *Astrophys. J.*, 373, 105
- Queloz D., 1995, Ph.D. thesis, Université de Genève
- Ramella M., Böhm C., Gerbaldi M., Faraggiana R., 1989, *Astron. Astrophys.*, 209, 233
- Robin A., 1983, Ph.D. thesis, Université Paris VII
- Robin A., Crézé M., 1986, *Astron. Astrophys.*, 157, 71
- Rodgers A. W., 1971, *Astrophys. J.*, 165, 581
- Rodgers A. W., Harding P., Sadler E., 1981, *Astrophys. J.*, 244, 912
- Rodgers A. W., Wood P. R., 1970, *Astrophys. J.*, 161, L145
- Roman N. G., 1965, *Stars and stellar systems*, Vol. V, Blaauw A., Schmidt M. (eds.), Galactic structure. The University of Chicago Press, Ch. 16, p. 345
- Royer F., 1994, *Analyse observationnelle de la rotation des étoiles de type A*, stage de DEA, Observatoire de Paris
- Saio H., Wheeler J. C., 1980, *Astrophys. J.*, 242, 1176
- Sandage A. R., 1953, *Astron. J.*, 58, 61
- Sandquist E. L., Bolte M., Stetson P. B., Hesser J. E., 1996, *Astrophys. J.*, 470, 910
- Sarajedini A., 1993, *A Survey of Galactic Globular Clusters for Blue Straggler Stars*, in ASP Conf. Ser., Vol. 53, Blue Stragglers, p. 14
- Sargent W. L. W., Schechter P. L., Boksenberg A., Shortridge K., 1977, *Astrophys. J.*, 212, 326
- Sargent W. L. W., Searle L., 1968, *Astrophys. J.*, 152, 443
- Schaller G., Schaerer D., Meynet G., Maeder A., 1992, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 96, 269
- Schmidt-Kaler T., 1965, Voigt H. H. (ed.), *Landolt-Börnstein, Group 6 : Astronomy Astrophysics and Space research*, Vol. 1. Springer-Verlag, Ch. 5.2.1 Classification of stellar spectra, p. 284
- Shields J. C., Twarog B. A., 1988, *Astrophys. J.*, 324, 859



- Simkin S. M., 1974, *Astron. Astrophys.*, 31, 129
- Slettebak A., Collins I. G. W., Parkinson T. D., Boyce P. B., White N. M., 1975, *ApJS*, 29, 137
- Smith H. J., Eichhorn H., 1996, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 281, 211
- Starck J.-L., Siebenmorgen R., Gredel R., 1997, *Astrophys. J.*, 482, 1011
- Stephanik R. P., Latham D. W., 1991, *Trans. IAU*, 21B, 276
- Stetson P. B., 1981, *Astron. J.*, 86, 1337
- Stetson P. B., 1983, *Astron. J.*, 88, 1349
- Stetson P. B., 1991, *Astron. J.*, 102, 589
- Stone R. C., 1979, *Astrophys. J.*, 232, 520
- Strittmatter P. A., Sargent W. L. W., 1966, *Astrophys. J.*, 145, 130
- Strömgren B., 1987, An investigation of the relations between age, chemical composition and parameters of velocity distribution based on uvby-beta photometry of F stars within 100 parsec, in *NATO ASI Ser.*, Vol. 207, *The Galaxy*, p. 229
- Strom S. E., Strom K. M., Rood R. T., Iben I. J., 1970, *Astron. Astrophys.*, 8, 243
- Stryker L. L., 1993, *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 105, 1081
- Stumpff P., 1980, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 41, 1
- Sweet P. A., Roy A. E., 1953, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 113, 701
- Tonry J., Davis M., 1979, *Astron. J.*, 84, 1511
- Turon C., Gómez A. E., Crifo F., et al., 1992, *Astron. Astrophys.*, 258, 74
- Udry S., Mayor M., Andersen J., et al., 1997, *Coravel Radial Velocity Surveys of Late-Type Stars of the Hipparcos Mission*, in *Battrick B. (ed.), Hipparcos Venice'97*, Vol. SP-402. *ESA Publications Division*, p. 693
- Udry S., Mayor M., Maurice E., 1998, A 20-year CORAVEL monitoring of radial-velocity standard stars: IAU and others, in *Hearnshaw J. B., Scarfe C. D. (eds.), Precise stellar radial velocities*, *IAU Colloquium 170*, p. E70
- Uesugi A., Fukuda I., 1982, *Catalogue of stellar rotational velocities (revised)*, in *Kyoto: University of Kyoto, Departement of Astronomy, Rev.ed.*
- Van Buren D., Noriega-Crespo A., Dgani R., 1995, *AJ*, 110, 2914
- Van Leeuwen F., Evans D. W., Grenon M., et al., 1997, *Astron. Astrophys.*, 323, L61
- Verschueren W., 1991, *Ph.D. thesis*, Free University, Brussels
- Wheeler J. C., 1979a, *Astrophys. J.*, 234, 569

- 
- Wheeler J. C., 1979b, *Comments Astrophys.*, 8, 133
- Wilhelm R., 1995, Ph.D. thesis, Michigan State University
- Wilson R. E., 1953, *General Catalog of Stellar Radial Velocities*, in *Carnegie Inst. Washington D.C. Publ. 601,1953 (XXBH)*, p. 0
- Wolff S. C., 1978, *Astrophys. J.*, 222, 556
- Wyatt W. F., 1985, *The CFA system for digital correlations*, in Philip A. G. D., Latham D. W. (eds.), *Stellar radial velocities, IAU Colloquium 88*. Schenectady, NY : L. Davis Press, p. 123
- Zorec J., 1992, *L'effet de la rotation sur la magnitude absolue des étoiles*, in Benest D., Fröeschlé C. (eds.), *Hipparcos une nouvelle donne pour l'astronomie*, p. 407
- Zucker S., Mazeh T., 1994, *Astrophys. J.*, 420, 806