



HAL
open science

Statistique de multiplicité des étoiles naines de types spectraux M et L

Lydie Marchal

► **To cite this version:**

Lydie Marchal. Statistique de multiplicité des étoiles naines de types spectraux M et L. Astrophysique [astro-ph]. Université Joseph-Fourier - Grenoble I, 2004. Français. NNT : . tel-00007404v1

HAL Id: tel-00007404

<https://theses.hal.science/tel-00007404v1>

Submitted on 15 Nov 2004 (v1), last revised 21 Jan 2021 (v3)

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.

UNIVERSITE JOSEPH FOURIER
GRENOBLE I

THÈSE
présentée par
Lydie MARCHAL

pour obtenir le grade de :
DOCTEUR EN PHYSIQUE
Spécialité ASTROPHYSIQUE

Statistique de multiplicité d'étoiles naines de
types spectraux M et L

Équipe d'accueil : FOST
Laboratoire d'Astrophysique de Grenoble
École Doctorale de Physique

À soutenir le 23 septembre 2004 devant le jury

Françoise CRIFO	Rapporteur
Jean-Louis HALBWACHS	Rapporteur
Jean-Louis MONIN	Examineur
Stéphane UDRY	Examineur
Christian PERRIER	Directeur de thèse
Xavier DELFOSSE	Co-directeur de thèse

Table des matières

Introduction	7
I Contexte et buts	9
1 Etoiles de très faibles masses et naines brunes	11
1.1 Naines M	11
1.1.1 L'activité chromosphérique	12
1.2 Naines brunes	14
1.3 Naines L	20
2 Formation stellaire : état des lieux	25
2.1 Dans le cas général	26
2.2 Formation stellaire multiple	29
2.2.1 Les différents scénarii	29
2.2.2 La (les) fragmentation(s) d'un peu plus près	29
2.2.3 Rôle du champ magnétique	31
2.2.4 Filaments et turbulence	31
2.3 Formation des naines brunes	34
2.4 Résumé	34
3 Statistique de multiplicité : Nature, utilité	37
3.1 Définition	37
3.2 Utilité d'une telle statistique	38
II Etude d'un échantillon de naines M	41
4 Précédentes études statistiques réalisées sur les naines M	43
4.1 Etudes des naines du voisinage solaire	43
4.1.1 Etude des naines G	43
4.1.2 Etude des binaires de naines F à K	45
4.2 Premières études de multiplicité des naines M	47

5	But de notre étude, échantillon défini et stratégie observationnelle	49
5.1	But de l'étude	49
5.2	Observations	50
5.2.1	Spectroscopie	50
5.2.2	Optique adaptative	52
5.3	Echantillon	54
6	Echantillon de naines M : discussion et étoiles multiples	57
6.1	Discussion sur l'échantillon de naines M	57
6.2	Les binaires de notre échantillon	60
6.2.1	Binaires serrées	60
6.2.2	Binaires séparées	62
7	Simulations pour la correction des biais observationnels	65
7.1	But	65
7.2	Principe général des simulations	66
7.3	Tirage au sort sur une distribution	68
7.4	Simulations exploratoires	68
7.5	Conditions de détections	70
7.6	Relation séparation-magnitude	71
7.7	Résultats	72
7.8	Influences de différents paramètres	74
7.8.1	Excentricité des orbites	74
7.8.2	Calendrier d'observation	75
7.9	Informations apportées par les simulations générales	77
8	Simulations raffinées et résultats	79
8.1	Simulation objet par objet : caractéristiques	79
8.2	Taux de détection détaillés	81
8.3	Nature des objets non détectés	82
8.4	Taux de multiplicité corrigé	84
8.5	Calcul d'incertitude	85
8.6	Naines brunes	86
9	Conclusions de l'étude des naines M	87
9.1	Distribution des éléments orbitaux	87
9.1.1	Distribution en période-séparation	87
9.1.2	Distribution des rapports de masses	88
9.1.3	Distribution des excentricités	89
9.2	Résumé des résultats obtenus	90
9.3	Scénario de formation	90
9.4	Perspectives	92

III	Etude d'un échantillon de naines L	93
10	Précédentes études réalisées sur des naines L et naines brunes	95
10.1	Dans le champ	95
10.2	Dans des amas	97
10.3	Conclusion	97
11	Echantillon et stratégie observationnelle	99
11.1	Echantillon	99
11.2	Observations	100
11.3	Pré-réduction de données	102
12	Exploitation des données	105
12.1	Astrométrie : principe et utilité	105
12.2	Méthode employée	106
12.2.1	Mesure de position des étoiles	107
12.2.2	Mesure de mouvement propre relatif	109
12.3	Difficultés de la méthode	113
13	Résultats astrométriques	115
13.1	Résultats astrométriques obtenus sur les candidats immédiats	115
13.1.1	DENIS-000832	115
13.1.2	DENIS-153942	117
13.1.3	DENIS-161916	118
13.1.4	DENIS-183012	118
13.1.5	DENIS-204502	119
13.1.6	DENIS-220002	119
13.2	Autres candidats testés	119
13.3	Conclusions et remarques sur cette méthode	122
13.4	Mesure de mouvement propre : analyse et perspectives	123
13.5	DENIS-055146 : première binaire naine L à composantes séparées	125
14	Conclusions de l'étude de l'échantillon de naines L	127
14.1	Informations apportées par notre étude	127
14.2	Naines brunes : scénario de formation	127
14.3	Perspectives	128
	Conclusions et perspectives	131
IV	Annexes	133
A	Echantillon de naines M étudié, observations réalisées	135

B	Etoiles doubles	139
B.1	Point de vue observationnel	139
B.1.1	Doubles visuelles	139
B.1.2	Binaires spectroscopiques	140
B.1.3	Binaires à éclipse	141
B.2	Etoiles doubles : paramètres physiques et géométriques	142
B.3	Etoiles multiples	143
C	Méthodes d'observation utilisées	145
C.1	Spectroscopie : Méthode des vitesses radiales	145
C.2	Imagerie : Optique adaptative	146
D	Observations réalisées au NTT	151
E	Traitement d'images de CCD	157
F	Candidats binaires immédiats	161

Introduction

Je présente dans ce manuscrit le travail effectué, et les résultats obtenus pendant la préparation de mon doctorat, qui s'est déroulée au sein du Laboratoire d'Astrophysique de Grenoble entre 2001 et 2004. Ce travail s'inscrit dans la thématique de recherche de l'équipe FOST (Formation stellaire, Objets Substellaire et formation planétaire), autour des processus de formation stellaire.

A travers une étude de multiplicité, j'ai cherché à contraindre les scénarii de formation évoqués pour les étoiles de très faibles masses. Une telle étude donne en effet des informations statistiques permettant de discriminer les modèles de formation et d'obtenir des contraintes physiques sur ceux-ci.

Pendant cette thèse, je me suis intéressée à des étoiles très nombreuses pour lesquelles on ne possède pas de données de multiplicité, les naines M et les naines L.

Mes directeurs de thèse et leurs collaborateurs avaient initié quelques années avant mon arrivée des observations systématiques d'un échantillon de naines M, ce qui m'a permis d'effectuer entièrement la première étude de multiplicité sur ce type d'étoile à l'aide d'un échantillon statistiquement bien défini.

En ce qui concerne les naines L, j'ai débuté l'étude de multiplicité en commençant des observations systématiques qui ont permis de dégager des résultats préliminaires.

Ce manuscrit est divisé en trois parties successives permettant d'appréhender le contexte de ma thèse, les travaux effectués et les connaissances apportées sur les étoiles citées ci-dessus.

La première partie constitue une introduction détaillée sur le contexte de mon travail. Je présente les objets que j'ai étudiés, l'état de l'art en matière de formation stellaire, et enfin le lien existant entre ces processus de formation et la statistique de multiplicité d'une famille d'étoile. Je précise dans ce dernier chapitre comment une statistique de multiplicité peut permettre d'obtenir des contraintes sur les processus de formation possible pour une catégorie d'étoile.

Les deux parties suivantes sont liées aux deux types d'étoiles que j'ai examinés. Dans chacune d'elle, je relate le travail effectué et les résultats obtenus pour ces objets.

A la fin de ce manuscrit, figurent plusieurs annexes dans lesquelles il m'a paru utile de revenir en détail sur des aspects précis de mon étude ou des difficultés particulières, ou de faire figurer les tableaux ou figures trop volumineux pour être dans le corps du texte.

Première partie

Contexte et buts

Chapitre 1

Etoiles de très faibles masses et naines brunes

Il me semble utile de reprendre ici les principales caractéristiques des étoiles sur lesquelles a porté cette thèse, afin de situer ce travail dans un contexte plus large et d'appréhender les difficultés directement liées à la nature de ces objets.

1.1 Naines M

Ce sont des étoiles rouges de la séquence principale. Ces étoiles représentent 80% de la population du disque galactique. Etudier ces étoiles signifie donc étudier une bonne partie de la population stellaire. De plus, étant à une extrémité de la séquence principale, les naines M peuvent nous éclairer sur les processus de formation des étoiles les moins massives, ce qui représente un grand intérêt scientifique.

Je vais ici brièvement rappeler leurs principales caractéristiques physiques :

Historique : Ces objets sont étudiés depuis plus de cinquante ans (Limber 1957), et ils étaient, jusqu'à la découverte des types spectraux L puis T, considérés comme les plus tardifs de la séquence principale.

Masses : Elles sont comprises entre 0.08 et 0.6 M_{\odot} ¹ environ.

Luminosité : Du fait de leur masse, elle est forcément très faible, et rend difficile les observations. Une naine M de type M0 (0.5 M_{\odot} environ, les plus massives naines M sont de ce type spectral) devrait, pour être visible à l'oeil nu, se situer à 4 parsecs, soit 13 années-lumière! Le diagramme 1.1 donne une bonne idée de la gamme de luminosité attendue en fonction de la température effective. Ce diagramme ne concerne pas que les naines M, mais permet de les situer dans l'ensemble des étoiles de très faible masse.

¹Masse solaire : $1M_{\odot} = 1.989.10^{30}$ kg

Les naines M présentent des températures effectives comprises entre 2000 et 3500K, évoluant en fonction de leur âge.

Spectres : Leur spectre est dominé par les bandes rouges qui sont très marquées par les raies de l'eau (voir le spectre de la figure 1.2). Dans le visible, on constate la présence très forte de raies moléculaires, en particulier celles de TiO (oxyde de titane) et de VO (oxyde de vanadium). Les étoiles étudiées dans notre échantillon vont des types spectraux M0 à M6, mais il existe des naines M beaucoup plus tardives (jusqu'à M9.5).

Environnements : Ces étoiles sont trouvées en quantités dans tous les environnements stellaires. Elles semblent être la population dominante de la galaxie. On les trouve aussi bien seules (ou accompagnées de planètes), comme compagnons d'étoiles plus massives, ou en systèmes binaires voire multiples d'étoiles de même type.

Structure interne : Elles sont constituées d'un cœur radiatif entouré d'une enveloppe convective lorsqu'elles sont de masse supérieure à $0.35M_{\odot}$ (Chabrier & Baraffe 1997). En dessous de cette masse, le cœur disparaît. Cette limite de masse est valable pour des métallicités comprises entre 10^{-2} et 1. Ainsi, les naines M de plus faible masse sont des étoiles entièrement convectives.

Évolution : Ces étoiles sont dans la séquence principale, dans une phase longue et très stable de leur évolution. Celle-ci se poursuivra jusqu'au stade de géante rouge puis de naine blanche.

1.1.1 L'activité chromosphérique

C'est un des aspects les plus gênants, d'un point de vue observationnel, de ces étoiles. En tout cas, lorsqu'on veut conduire un suivi spectroscopique.

On constate chez les naines M les plus tardives (type spectral supérieur ou égal à M4) une forte émission H_{α} corrélée avec des vitesses de rotation très élevées : jusqu'à $v \sin(i) = 50 \text{ km.s}^{-1}$ (Delfosse et al. 1998b).

Les raies H_{α} sont caractéristiques d'une activité *chromosphérique* (présence de taches sur la surface) liée à l'émergence localisée d'un champ magnétique intense.

L'inconvénient majeur de l'activité magnétique de ces *rotateurs rapides* est le brouillage consécutif de leur spectre dû à un élargissement des raies. Cet élargissement conduit à la mesure d'une variation de vitesse radiale *fictive*.

Par conséquent, la détection de compagnon à côté d'étoiles présentant ce genre de caractéristiques par la méthode des vitesses radiales est hasardeuse, voire impossible. Notre étude sur l'échantillon de naines M ayant été en partie basée sur des relevés spectroscopiques, il est nécessaire de prendre en compte cette possibilité d'activité. Je reviendrai sur ce point précis lorsque je décrirai notre étude en détail.

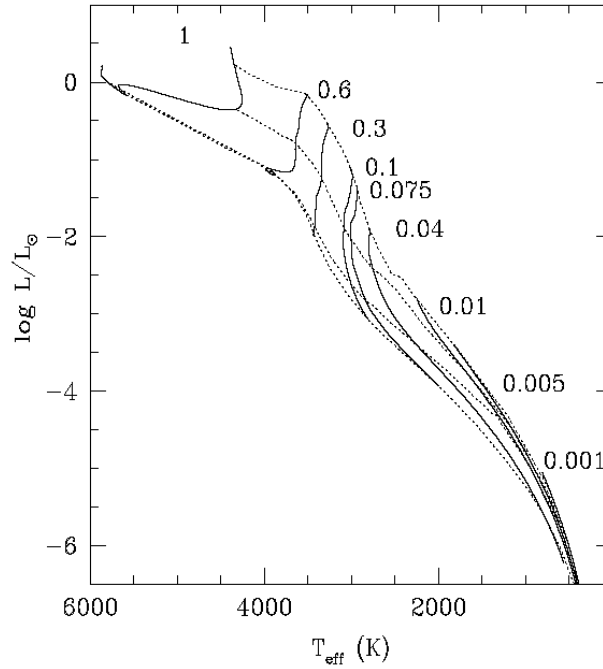


FIG. 1.1 – Relation théorique Luminosité - Température effective pour les étoiles de très faible masse (Chabrier & Baraffe 2000). Les lignes en traits plein correspondent à différentes masses, notées en masses solaires. Les lignes en pointillés sont des isochrones à 10^6 , 10^7 , 10^8 et $5 \cdot 10^9$ ans.

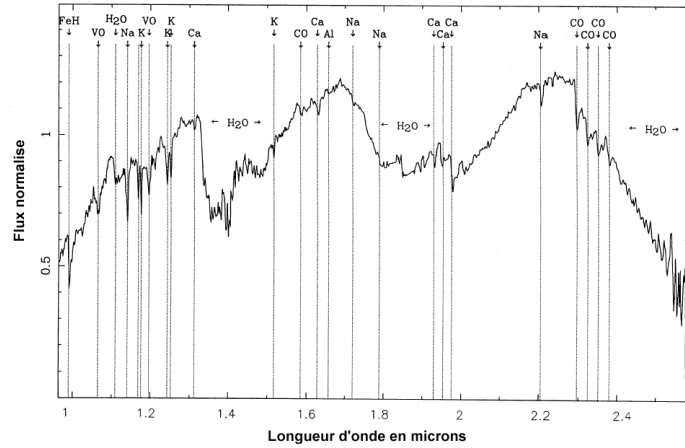


FIG. 1.2 – Spectre d'une naine M, VB10, découverte par Becklin & Zuckerman (1988). Ce spectre en bande infrarouge fait clairement apparaître les raies de l'eau, très présentes dans ces étoiles. Spectre issu de l'article de Jones et al. (1994).

1.2 Naines brunes

Ces objets sont parmi les plus exotiques de la physique stellaire, et leur existence pose plus de questions qu'elle n'en résout.

En 1963, deux articles (Kumar (1963), Hayashi & Nakano (1963)) prédirent l'existence théorique d'objets ayant une masse beaucoup plus faible que le minimum connu pour des étoiles de la séquence principale ($0.07 M_{\odot}$ pour les étoiles de la population PI et $0.09 M_{\odot}$ pour celles de la population PII).

Ils considéraient que la contraction gravitationnelle de tels objets les transformerait en étoiles complètement convectives. La température interne nécessaire ne pouvant pas être atteinte du fait d'une masse trop faible, ces objets ne pourraient initier de réactions nucléaires à partir de l'Hydrogène les composant essentiellement. Par conséquent, ces pseudo-étoiles seraient très peu lumineuses, essentiellement dans l'infra-rouge, et donc très difficiles à observer. En 1974, Grossman et al. (1974) calculent que la masse limite pour le brûlage de l'hydrogène dans un objet est de $0.085 M_{\odot}$. C'est Tarter (1976) qui a proposé pour ces curiosités le terme de **NAINES BRUNES**. Auparavant, on parlait en fait de *naines noires* (black dwarfs).

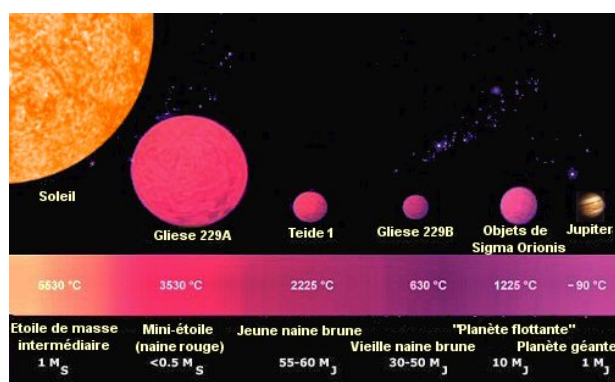


FIG. 1.3 – Comparaison de la taille d'une naine brune à celle des autres types d'étoiles. Source : ESA (www.esa.int)

Ce n'est qu'en 1995 que leur existence fut enfin confirmée, avec les découvertes par Nakajima et al. (1995) et Rebolo et al. (1995) des premières naines brunes.

Aujourd'hui, on considère qu'un objet est une naine brune lorsque sa masse est inférieure à $0.07 M_{\odot}$ (70 masses de Jupiter), mais supérieure à 13 masses de Jupiter. En dessous de cette masse, on parle de *planètes*. Même si cette limite est à peu près communément admise, elle fait encore l'objet de nombreuses discussions dans la communauté. Ces valeurs dépendent en particulier de la métallicité, et les chiffres de $0.07 M_{\odot}$ et 13 masses de Jupiter sont valables pour une métallicité solaire, c'est-à-dire égale à 0.

Les naines brunes ont été recherchées dans le champ par de grand *surveys* : DENIS

(Epchtein et al. 1994), 2MASS (Skrutskie et al. 1995), et SDSS (Kron 1997). Elles ont aussi été traquées et étudiées dans des amas (Rebolo et al. 1996; Zapatero Osorio et al. 1999; Béjar et al. 1999; Moraux et al. 2003). Dans les deux cas, de nombreux candidats ont été trouvés puis confirmés comme naines brunes. Il existe à présent quantités de naines brunes connues.

Un temps, les naines brunes ont été considérée comme des explications possibles à la « masse manquante ». Elles en remplissaient les critères : peu lumineuses et donc à peu près invisibles, et (peut-être) assez nombreuses. Toutefois, cette théorie dut rapidement être abandonnée, car la fonction de masse initiale obtenue pour ces objets (voir Moraux et al. (2003)) est plate voire décroissante (en logarithme normal), et ne suffirait pas à combler le déficit connu de masse. Malgré tout, les naines brunes sont présentes en quantité suffisante pour former une population non négligeable du ciel, et par conséquent les processus de formation stellaire doivent tenir compte de l'existence de ces objets. De plus, leur masse juste supérieure à la limite planétaire en font des objets pouvant se révéler utiles pour l'étude des exoplanètes.

En ce qui concerne leur structure, les naines brunes commencent à être comprises, de nombreux travaux permettant de préciser les connaissances (Burrows & Sharp 1999; Allard 2000; Allard et al. 2001).

L'absence de réactions nucléaires à partir de l'hydrogène qui pourraient s'opposer à la contraction gravitationnelle les conduit à devenir rapidement des objets très denses et très froids, formées d'un plasma totalement ionisé de H^+ et He^+ , et d'un gaz d'électrons complètement dégénérés. Ce gaz d'électrons agit comme seul maintien de la pression interne, par un mécanisme analogue à celui qui existe dans les naines blanches.

Les naines brunes sont entièrement convectives (voir la figure 1.4). Le rayon d'une naine brune diminue lorsque la masse augmente, mais la dégénérescence des électrons diminue progressivement elle aussi, et la pression associée diminue aussi. Ce qui conduit les naines brunes à avoir des rayons similaires et proche de $0.1 R_{\odot}$ soit approximativement R_{Jup} , le rayon de Jupiter (Basri 2000; Hawley 2003).

Les naines brunes évoluent très rapidement, et peuvent présenter plusieurs types spectraux très différents à différents stades de leur vie. (voir la discussion sur les naines L dans la section suivante et la figure 1.7). Par conséquent, le type spectral ne constitue pas un indicateur de la masse de ces objets. Toutefois, ceux-ci présentent des signatures caractéristiques qui permettent de les discriminer des autres.

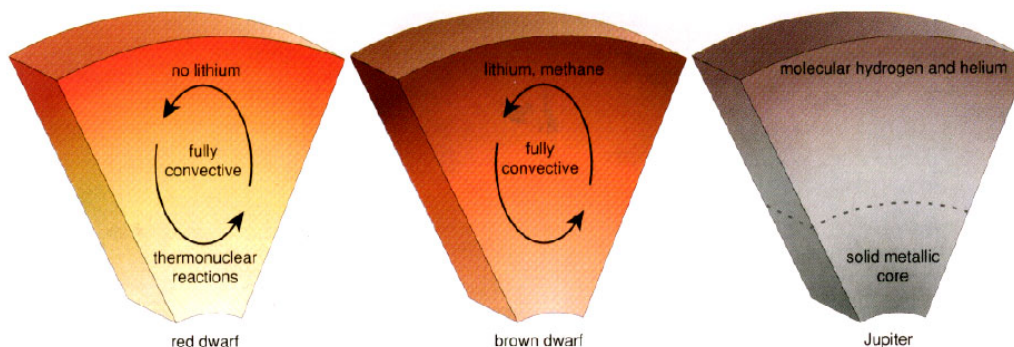


FIG. 1.4 – Structures internes comparées des étoiles naines et d'une planète géante : Jupiter.

Le test du Lithium, ou comment trouver les naines brunes :

Depuis l'avènement des observations en infra-rouge, les objets très rouges comme les étoiles de faibles masses et les naines brunes sont observables. Toutefois, les observateurs se heurtent à une difficulté sérieuse : comment faire la différence entre une étoile de très faible masse et une **vraie** naine brune ? Un test discriminant a été mis au point.

Les naines brunes ont une température interne trop basse pour initier les réactions nucléaires, même la dépletion du Lithium, qui a lieu à des températures plus basses que la fusion de l'hydrogène ($1.8 \cdot 10^6$ K dans une étoile de moins de $0.06 M_{\odot}$, du fait des densités élevées dans ce type d'objet). En revanche, le Lithium est un élément qui est très rapidement détruit dans les naines M par exemple (l'échelle de temps de sa destruction est de 10^8 ans).

L'aspect entièrement convectif des naines brunes leur permet par ailleurs d'amener les éléments internes au niveau de la photosphère. Le temps caractéristique de la convection étant inférieur de plusieurs ordres de grandeurs à celui de l'évolution, on peut considérer les abondances mesurées dans la photosphère comme étant celles du cœur de l'étoile.

C'est ainsi que Rebolo et al. (1992) ont pu proposer comme test discriminatoire entre étoiles de très faible masse et naine brune, le **test du lithium**. Si les raies de cet élément sont présentes dans un spectre d'étoile de très faible masse, c'est une naine brune. Le spectre comparé des deux types d'étoiles est particulièrement éloquent (voir figure 13.6). Malheureusement, ce test est très dépendant de l'âge de l'étoile.

En effet, les étoiles jeunes (âge inférieur à 10^8 ans) n'ont pas encore brûlé le Lithium, et les naines brunes les plus vieilles et les plus massives (âge supérieur à 10^8 ans et masse comprise entre 0.06 et $0.07 M_{\odot}$) sont susceptibles de l'avoir consommé. Ce test a donc une gamme de validité, et il est en particulier inefficace pour les objets jeunes. La figure 1.6 illustre le trajet évolutif de la température du cœur d'une étoile le long de sa vie, en

fonction de la masse de celle-ci. On constate que la depletion du Lithium dépend fortement de l'âge et de la masse de l'étoile.

Il est à noter que ce test est aussi utilisé pour repérer les étoiles les plus jeunes dans les régions de formation stellaire.

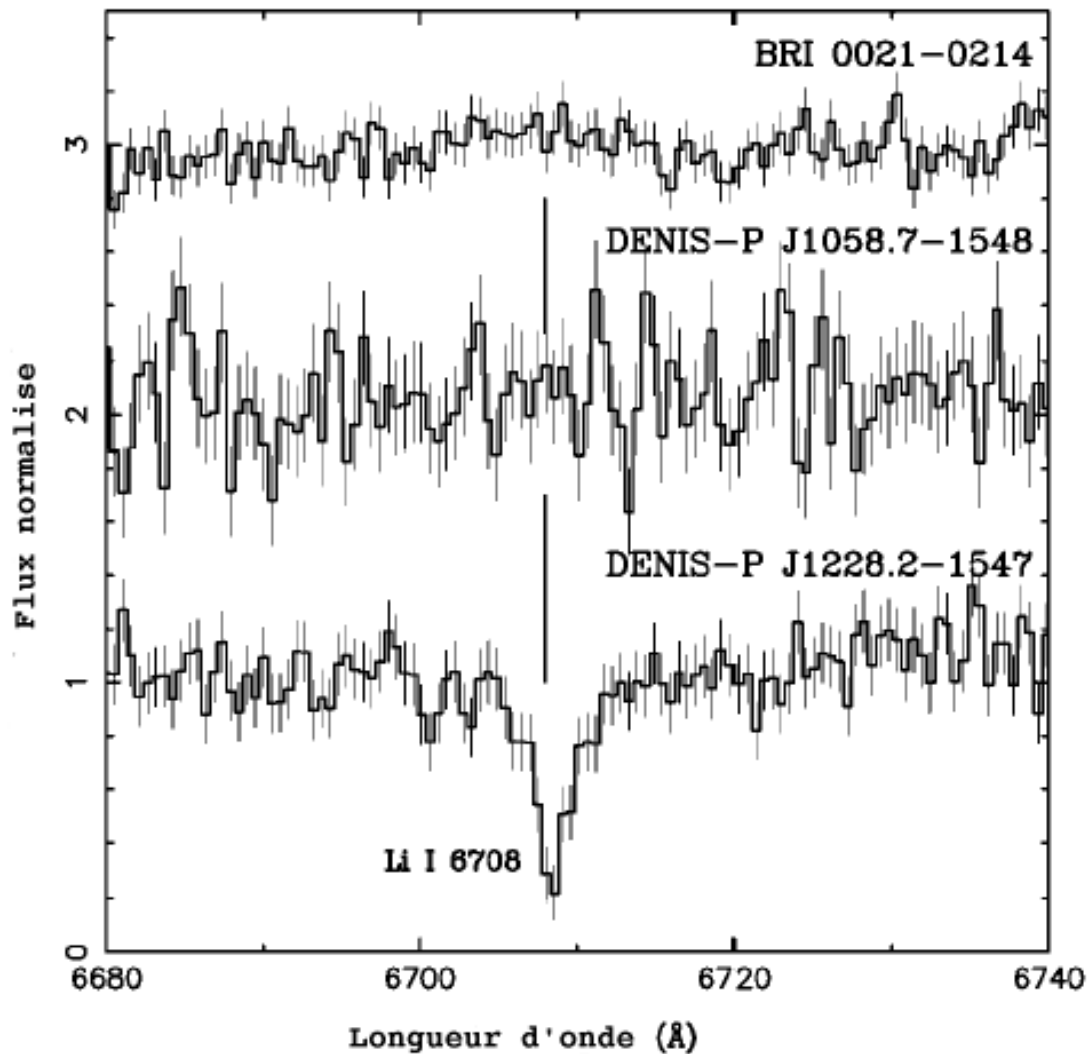


FIG. 1.5 – Spectres de trois étoiles obtenus par Tinney et al. (1997). Les deux dernières sont des candidates naines brunes, et la première une étoile de comparaison connue pour avoir dépleté son Lithium. On voit nettement la raie du Lithium qui se dégage dans le spectre de la troisième étoile, prouvant sa nature de naine brune.

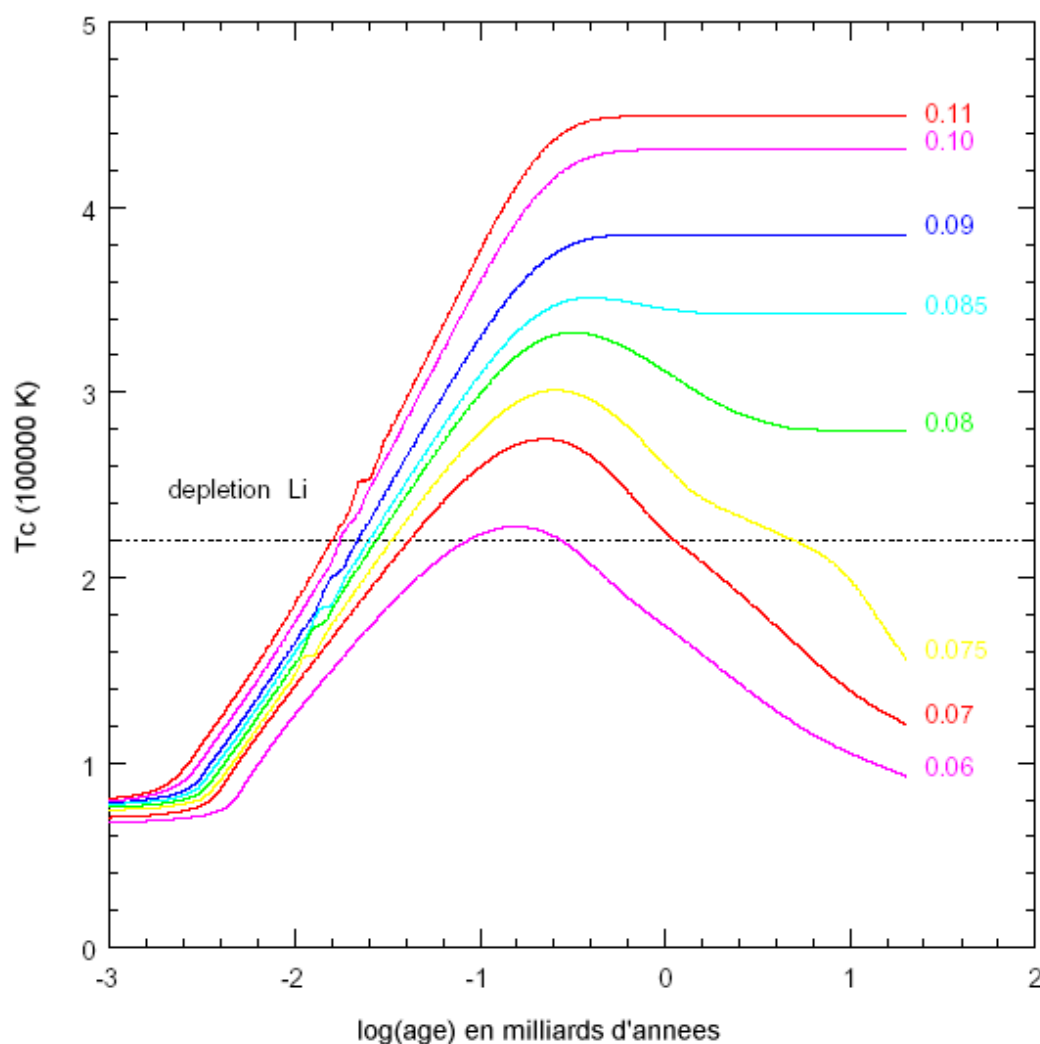


FIG. 1.6 – *Température centrale en fonction de l'âge pour différentes masses (modèles de Burrows et al. (1997)), pour des valeurs de métallicité solaire. Figure issue de Hawley (2003). Les masses sont données en masses solaires.*

Par ailleurs, les naines brunes brûlent probablement le deutérium pendant une phase courte de leur prime existence. Toutefois, le deutérium n'est pas présent en grande quantité dans le milieu interstellaire, ce qui ne leur permet pas de bénéficier d'un réservoir important de ce carburant. En outre, l'énergie dégagée par cette combustion n'est pas suffisante pour contrebalancer la contraction gravitationnelle.

Les naines brunes jeunes pourraient être plus facile à détecter grâce à leur contraction gravitationnelle, qui se poursuit et qui leur apporte une énergie que les étoiles jeunes n'ont pas.

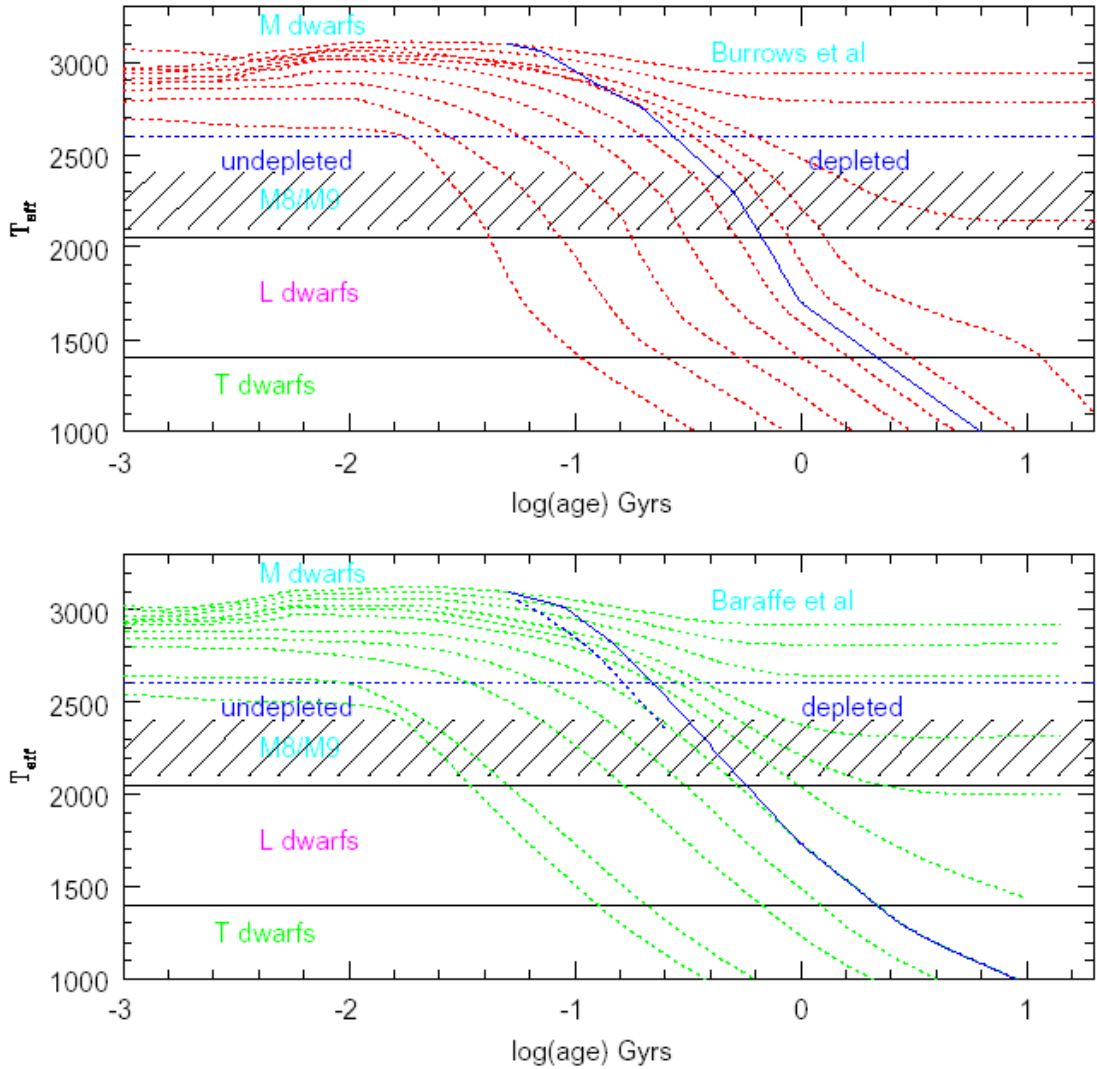


FIG. 1.7 – Evolution du type spectral au cours du temps en fonction de la masse de l'objet. Figure extraite de Hawley (2003) et construite à partir de données de Burrows et al. (1997) et Baraffe et al. (1998a). Lignes en pointillés terminant dans le coin inférieur droit : courbe évolutive pour des naines brunes de différentes masses. autres lignes pointillés : étoiles de très faibles masses. La courbe en trait plein indique la dépletion du lithium pour $M = 0.06 M_{\odot}$.

1.3 Naines L

Je vais m'attacher ici à donner les caractéristiques de cette classe spectrale. Il ne s'agira donc pas de décrire de façon complète un objet physique.

Les étoiles de ce type spectral ont une température effective inférieure à celle des M. En fait, ce type spectral a été créé par Martin et al. (1997) pour tenir compte d'une nouvelle catégorie d'étoiles, se distinguant des autres par leur spectre. C'est l'absence des bandes moléculaires de TiO et VO, présentes dans les naines M qui a décidé les auteurs de cet article à proposer la création de ce nouveau type spectral.

En effet, dans le spectre des naines L, les oxydes métalliques présents dans les naines M sont absents et remplacés par des hydrides métalliques et des métaux alcalins neutres.

La température atmosphérique des naines L étant plus faible que celle qui est observée dans les naines M, il y a condensation de certains éléments sur la poussière. C'est ce qui cause la disparition des raies d'oxydes de métaux dans leur spectre en particulier (Hawley 2003). De plus, cette température favorise la formation de molécules complexes comme le méthane. La figure 1.9 illustre la disparition des raies d'oxydes dans le spectre des naines L.

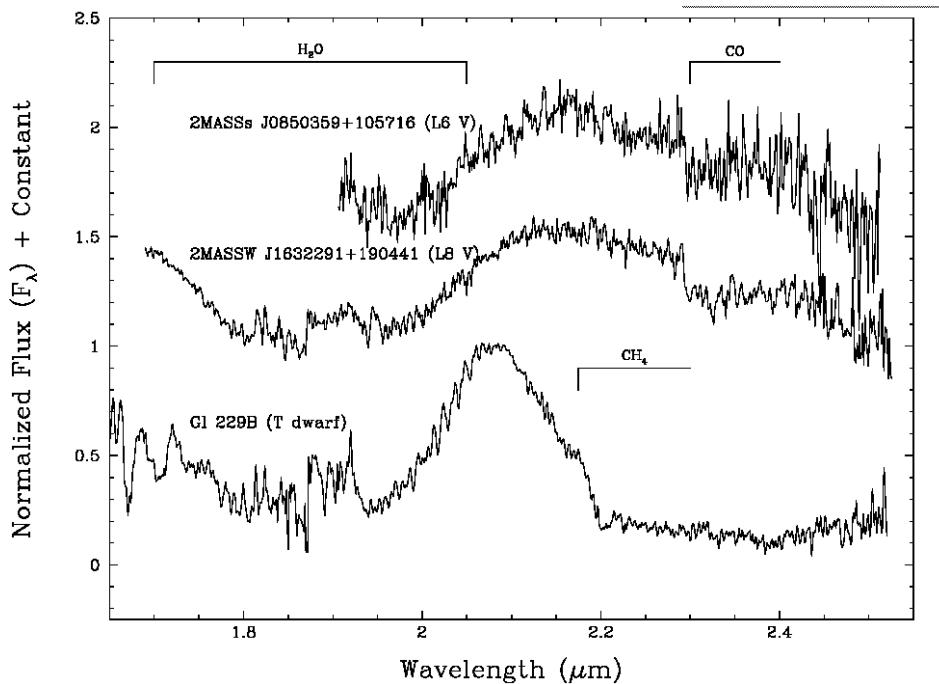


FIG. 1.8 – Spectres de naines L et d'une naine T (Kirkpatrick et coll., 1999)

La classification des naines L, c'est-à-dire la définition de sous-classes sur des critères spectroscopiques, a été entreprise par deux équipes différentes en 1999 (voir Kirkpatrick et al. (1999) et Martín et al. (1999)). Actuellement, ces deux classifications subsistent en

parallèle.

Une autre catégorie d'étoiles naines, les naines T, a été créée pour rendre compte des « naines à méthane », qui présentent de fortes raies de ce composé de carbone dans les bandes K et H, mais plus de raies d'hydrides. Dans ces étoiles, la température effective est telle que le monoxyde de carbone n'est plus stable, et est remplacé par le méthane. Un représentant de cette classe est Gl229B. (voir l'article de Kirkpatrick et al. (1999)). La figure 1.8 montrent la différence entre les spectres de naines L et celui de cette naine T.

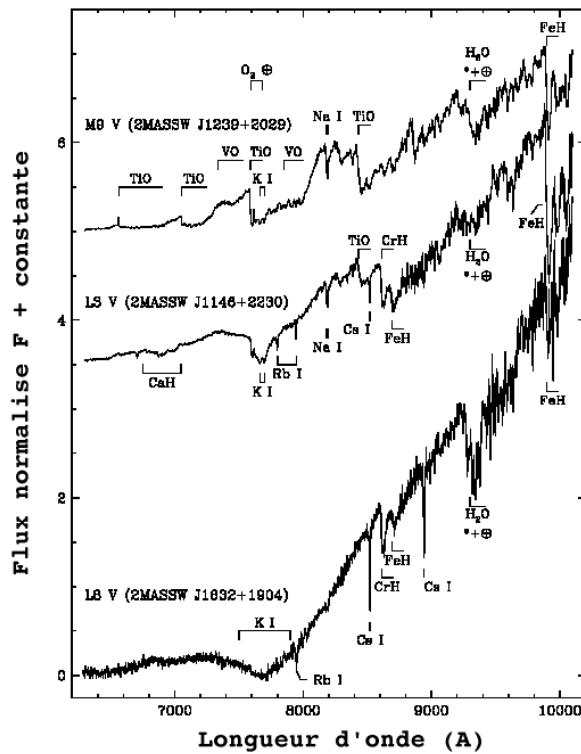


FIG. 1.9 – Spectres comparés d'une naine M tardive, d'une naine L et d'une naine L tardive (Kirkpatrick et al. 1999). Les raies marquées font apparaître les différents éléments caractéristiques. On note la disparition progressive des oxydes de métal au profit des métaux alcalins quand on passe des naines M aux naines L.

Il est difficile de donner les propriétés physiques des naines L, car dans ce type spectral on trouve aussi bien des étoiles de très faible masse que des naines brunes. En effet, le type spectral d'un objet évolue avec son âge. Comme on le voit dans la figure 1.7, en trait plein, une naine de $0.06M_{\odot}$ peut être une naine M au début de sa vie, puis une naine L entre 1 et $2.5 \cdot 10^9$ ans, et une naine T ensuite. Ce trajet évolutif montre que si les naines L sont *a priori* des étoiles plus tardives que les naines M, elles ne sont pas forcément toutes des naines brunes.

Activité

On a vu plus haut que les naines M tardives présentent des caractéristiques d'**activité**, c'est-à-dire des émissions très fortes de raies H_α corrélées à des vitesses de rotations élevées. En fait, ces manifestations trouvent un maximum autour du type spectral M7 puis décroissent (Gizis et al. 2000). Les naines L de classe supérieure à L4 ne présentent pas d'émission H_α . Par ailleurs, bien qu'il y ait parmi les naines L des rotateurs rapides (Bailer-Jones 2004), des naines présentant de fortes émissions H_α et pas de rotation ont été découvertes (Basri & Marcy 1995; Johns-Krull & Basri 1996).

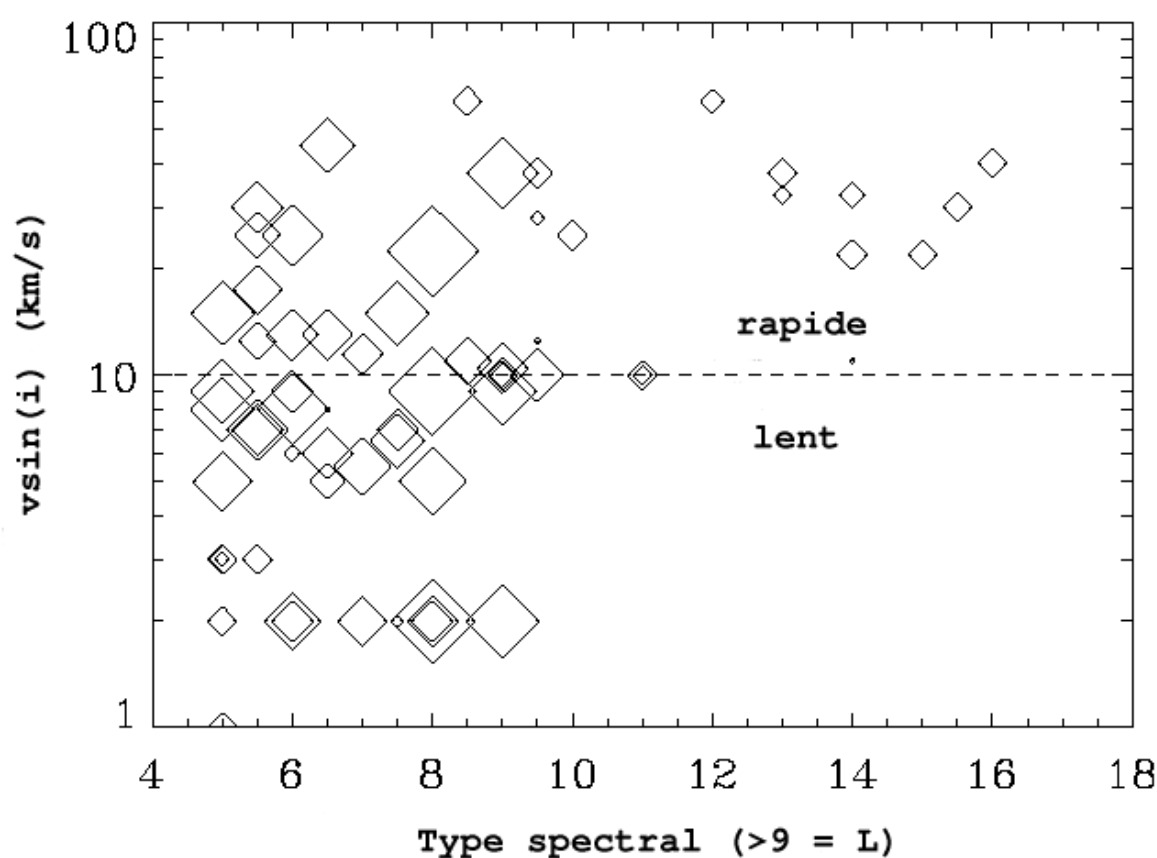


FIG. 1.10 – *Rotation en fonction du type spectral et émission H_α (Basri 2000). Les tailles des points représentent la force de l'émission H_α pour chaque objet.*

La figure 1.10 montre des mesures de vitesses de rotation en fonction du type spectral, effectuées par Basri (2000) sur une cinquantaine d'étoiles de type M5 ou plus, avec l'instrument HIRES du Keck. Pour chaque étoile, la valeur de l'émission H_α est représentée par la taille du losange. Les étoiles de type M et du début de la classe L (jusqu'à 10 sur la figure) présentent à la fois de l'activité et de la rotation. Toutefois cette corrélation n'apparaît que de façon peu claire ici, mais elle est bien montrée par l'article de Delfosse

et al. (1998b).

Toutefois, le diagramme 1.10 que je fais figurer ici montre qu'au delà de ces types spectraux, il semble que toutes les étoiles soient des rotateurs rapides et que pourtant leur activité soit faible.

Cela tend à prouver que pour les naines L, la présence d'une activité magnétique dans une étoile serait liée, non pas à sa vitesse de rotation mais bien à sa température effective, contrairement à ce qui se passe pour les naines M par exemple.

Par ailleurs, des émissions H_α ont aussi été découvertes dans des naines T (Hawley 2003).

Chapitre 2

Formation stellaire : état des lieux

Le problème de la formation stellaire a plusieurs facettes, et les pistes de recherche ne manquent pas, non plus que les simulations, théories et observations d'étoiles jeunes ou de régions de formation. Toutefois, il est à noter que la recherche des processus de formation des étoiles n'a connu son essor que depuis moins de cinquante ans. L'idée que des étoiles étaient en cours de formation dans les *dark clouds* (nuages moléculaires) que l'on observait a mis du temps à faire son chemin (voir Larson (1997)). Il a fallu attendre les premières observations d'étoiles émettant dans l'infrarouge, dont on a compris qu'elles étaient en train de se former, pour que la théorie de la formation stellaire connaisse un intérêt toujours grandissant depuis.

En premier lieu, je vais m'intéresser en priorité à la formation des étoiles multiples, pour comprendre les liens qui me permettront, à partir de mon étude de multiplicité, de contraindre les processus de formation. Historiquement, les astronomes ont commencé par séparer comme deux types d'étoiles distincts les étoiles doubles et les étoiles simples. Ils n'envisageaient donc pas les mêmes processus de formation pour les deux familles. Mais les études de multiplicité ont prouvé qu'une grosse fraction de la population stellaire se retrouve dans des systèmes multiples. On observe un taux de multiplicité de 70% pour les étoiles de type spectral OB (Preibisch et al. 2001), et de 57% pour des étoiles de type solaire, les naines G (Duquennoy & Mayor 1991). Les systèmes multiples représentent donc une large fraction des étoiles.

De plus, on verra qu'aujourd'hui on pense plutôt que la formation d'une étoile solitaire pourrait démarrer par celle d'un système multiple. Je m'attacherai donc essentiellement à dégager les propriétés prévues pour les systèmes multiples dans les différents scénarios, pour les comparer aux études que j'ai effectuées.

Les scénarii conduisant à l'obtention d'une étoile double ou multiple peuvent être initiaux (le caractère *étoile double* est présent dès le début de la formation) ou plus tardifs (une étoile simple subit au cours de sa formation une perturbation ou un apport qui entraîne la présence ou la naissance d'un compagnon).

Dernier point, les naines brunes sont généralement traitées différemment des étoiles de

masses plus élevées, du fait des difficultés à expliquer la contraction d'un cœur protostellaire de masse aussi faible (moins de $0.08M_{\odot}$). Par conséquent, une partie spécifique leur est dédiée.

2.1 Dans le cas général

Prenons d'abord le cas du scénario classique décrivant le processus d'effondrement d'un nuage et de formation d'une étoile. Ce *cas général* est incomplet, mais c'est le premier qui a vu le jour. Le processus est représenté sur la figure 2.1.

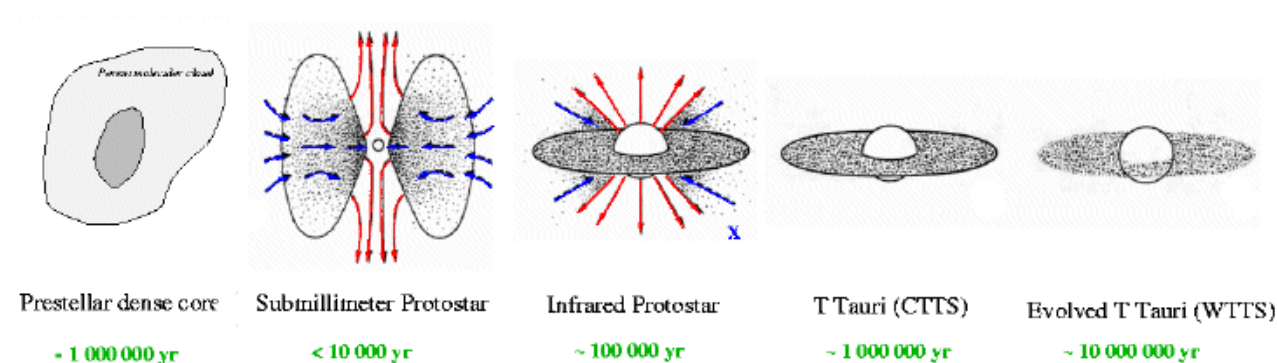


FIG. 2.1 – De gauche à droite, la naissance d'une étoile. Ce scénario classique décrit le passage de la contraction initiale du nuage à la formation d'une étoile entourée d'un disque très fin de débris (étoile T Tauri évoluée). On a représenté les mouvements de matière, constitué de l'accrétion et d'une éjection. Figure créée par P. André (CEA, France).

La formation stellaire a lieu dans des nuages moléculaires étendus (10 à 100 parsecs) et massifs (10^5 - $10^6 M_{\odot}$) contenant principalement de l'hydrogène moléculaire (H_2) et du monoxyde de carbone (CO).

La formation d'un objet plus compact à partir d'un tel nuage passe par l'*effondrement* de celui-ci, pour concentrer la matière qui le compose. Cela peut se produire si l'énergie de gravitation devient supérieure à la somme de toutes les autres énergies du nuage : énergie thermique, de rotation, de turbulence... (Bonnell 2000)

Le processus par lequel la gravitation vient à supplanter les autres énergies peut être, par exemple, la diffusion ambipolaire. Ce phénomène fait intervenir le champ magnétique. Un nuage contient des particules neutres et d'autres chargées. Les particules chargées sont soumises au champ magnétique, alors que les autres ne *voient* que la gravitation. Mais, par l'intermédiaire d'un couplage par collision, ils influencent le mouvement des ions, et par conséquent, celui des lignes de champ magnétique. Si le taux d'ionisation est suffisamment faible dans le nuage, c'est-à-dire s'il y a plus de particules neutres que d'ions, pour schématiser, le couplage ions-neutres devient moins efficace, et permet le mouvement des ions et donc du champ magnétique à *travers* les neutres.

C'est ce découplage entre le champ magnétique et les neutres qui est appelé la diffusion ambipolaire (Mouschovias 1979). La concentration de masse des neutres au centre entraîne le déséquilibre masse-rayon du nuage qui enclenche son effondrement.

Mais la contraction du nuage peut aussi être initiée par un phénomène extérieur perturbatif : explosion d'une supernovæ dans les environs produisant une onde de choc et modifiant l'équilibre du nuage, ou traversée d'une zone plus dense de la galaxie... En ne considérant que l'énergie thermique, on définit la masse et le rayon minimum pour que le nuage soit gravitationnellement lié : la masse M_J et le rayon R_J de Jeans.

$$M_J = \left(\frac{5R_g T}{2\mathcal{G}\mu} \right)^{3/2} \left(\frac{4}{3}\pi\rho \right)^{-1/2} \quad R_J = \left(\frac{5R_g T}{2\mathcal{G}\mu} \right)^{1/2} \left(\frac{4}{3}\pi\rho \right)^{-1/2}$$

où R_g est la constante de gaz, T la température, ρ la densité, μ le poids moléculaire moyen et \mathcal{G} la constante gravitationnelle.

Le temps d'effondrement (T_e) est obtenu en faisant l'approximation d'une chute libre :

$$T_e = \left(\frac{3\pi}{32\mathcal{G}\rho} \right)^{1/2} \quad (2.1)$$

L'effondrement gravitationnel du nuage ainsi déstabilisé se déroule en quatre temps :

1. Un premier effondrement isotherme qui dure jusqu'à ce que la densité soit égale à $10^{-14} - 10^{-13} \text{g.cm}^{-3}$.
2. La densité a augmenté et donc le gaz n'est plus optiquement mince. La température augmente alors, et le premier coeur protostellaire se forme. Sa masse va croître. La contraction est quasi-statique.
3. Lorsque la température atteint 2000K, l'hydrogène moléculaire se dissocie en absorbant une partie de l'énergie thermique.
4. Une fois que tout l'hydrogène s'est dissocié, il y a formation d'un deuxième coeur qui subit une contraction quasi-statique et une augmentation de sa masse. Une protoétoile est née. La contraction se poursuivra jusqu'à ce que l'étoile n'ait plus à disposition suffisamment de matière. Ou bien jusqu'à ce que la pression engendrée par la luminosité de l'étoile éjecte l'enveloppe de matière entourant l'objet comme une coquille.

Lors de la création de la protoétoile, la rotation du nuage crée une force centrifuge qui, additionnée à la force gravitationnelle entraînant chaque particule vers le centre du nuage, tend à transformer celui-ci en une *crêpe*. Une structure de disque est donc créée autour du

cœur chaud et dense de la protoétoile (voir Fig.2.2). Ce disque n'est maintenu verticalement que par la pression. A l'intérieur, les particules sont soumises à l'attraction du cœur central ainsi qu'à des frottements, entraînant la matière dans un mouvement de spirale vers le centre. C'est le phénomène d'*accrétion*.

De plus, on sait que les proto-étoiles et les étoiles jeunes sont le siège de phénomènes très violents d'éjection de matière, sur des distances très grandes par rapport à la taille du disque de matière (voir Fig. 2.3).

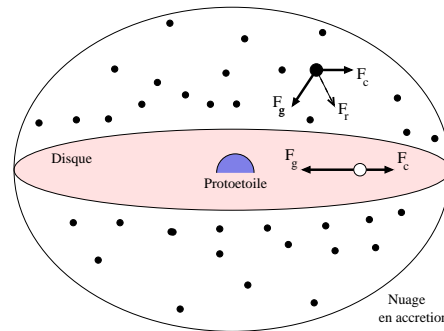


FIG. 2.2 – Illustration de l'effet de la force centrifuge sur deux particules du nuage. La particule sur le disque est en pseudo-équilibre (l'accrétion l'entraîne en spirale vers le centre), tandis que la seconde tend à rejoindre le disque, selon la force résultante F_R .

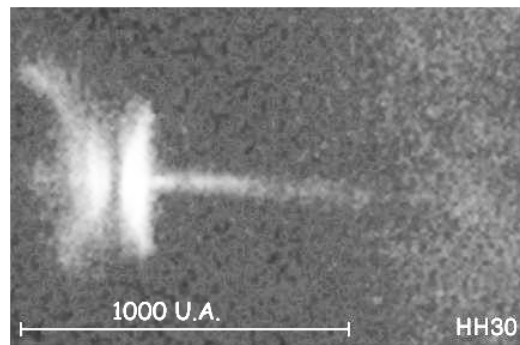


FIG. 2.3 – Le disque de l'étoile HH30 de la constellation du Taureau (distante de 450 années-lumière), vu par la tranche, et le jet de matière qui s'en échappe. Image prise par la Wide Field Planetary Camera (WFPC) de Hubble dans le visible.

Le scénario que j'ai décrit ici, avec un premier effondrement donnant une protoétoile qui a encore une longue évolution devant elle, explique la naissance d'une étoile *isolée* mais il faut le raffiner pour comprendre comment dans la même région de l'espace *plusieurs* étoiles peuvent se former en étant gravitationnellement liées, c'est à dire en formant un *système multiple*. De plus, les étoiles simples pourraient se former à l'intérieur de systèmes multiples... Mais ce scénario a servi de base historique de réflexion pour tous les autres.

2.2 Formation stellaire multiple

Plusieurs hypothèses globales, donnant leurs noms aux scénarios correspondants, sont envisagées pour expliquer la formation de systèmes d'étoiles multiples.

Je vais ici résumer les idées principales des plus courants de ces scénarii. Ce court résumé est en fait un bon indicateur chronologique de l'apparition et de l'évolution des idées en terme de formation stellaire multiple.

2.2.1 Les différents scénarii

Fission : Dans ce scénario, le plus ancien de tous, une étoile préalablement formée suivant le processus décrit plus haut se scinde en plusieurs composantes d'un système.

Les simulations numériques qui ont été réalisées (Tohline & Durisen 2001) montrent que l'effondrement dans les conditions requises produit en fait des barres et non des systèmes. Ce processus de formation est donc peu probable.

Capture : Si une étoile ne peut se fractionner en plusieurs, alors peut-être peut-elle capturer ses compagnons. Pour cela, deux possibilités :

- L'étoile capture dans sa sphère gravitationnelle une étoile moins massive grâce à l'interaction d'une troisième étoile. Le principal bémol mis à ce raisonnement est qu'il implique d'avoir trois étoiles assez proches pour interagir dans la même région de l'espace, ce qui ne peut se produire souvent. Toutefois, cela peut arriver dans le cas d'une étoile déjà binaire (Bate et al. (2003)) et engendrer un système triple.
- Des effets de marées dus à la présence d'un disque autour de l'étoile principale produisent la capture. Cette fois, le scénario nécessite de se trouver dans une région dense de l'espace, éventualité de probabilité faible.

Fragmentation : Au cours de l'effondrement, le nuage initial se fragmente en plusieurs sous-nuages qui vont chacun se contracter. A terme, on obtient un système multiple. Ce scénario semble de plus en plus probable ; les simulations associées (voir Bate & Bonnell (1997)) semblent montrer son efficacité.

2.2.2 La (les) fragmentation(s) d'un peu plus près

C'est le scénario qui a le plus la faveur des astrophysiciens. En effet, le taux de binaires chez les étoiles qui ne sont pas encore sur la séquence principale est aussi élevé (voir Duchêne et al. (1999)) que celui de celles ayant déjà atteint cette phase (Duquennoy & Mayor (1991)). Par conséquent le scénario le plus probable est celui faisant apparaître très tôt le caractère binaire ou multiple des objets formés.

La fragmentation peut former différents types de binaires, bien que se pose un problème pour les binaires serrées (ce qui inclut les *jumelles*, des binaires serrées à rapport de masse proche de un, relativement fréquentes), mais j'y reviendrai. Dans sa revue, Bate et al. (2003) détaille deux types de fragmentation, différents temporellement.

Fragmentation *prompte* : Il s'agit d'un effondrement non homogène du nuage, engendré par des perturbations de la densité initiale. Cette fragmentation a donc lieu dans les premières phases de la vie d'un nuage de matière protostellaire, ce qui explique son nom. Elle induit en fait une fission du nuage en plusieurs qui vont se contracter tout en restant gravitationnellement liés. Cette fragmentation n'est dépendante que de la carte de densité initiale du nuage.

Fragmentation *rotationnelle* : celle-ci s'opère alors qu'un objet un peu évolué est en équilibre quasi-statique induit par une rotation. Cela peut concerner par exemple un disque en rotation ou encore un anneau de matière formé pendant l'effondrement d'un corps. Si l'énergie de rotation vient à supplanter l'énergie gravitationnelle de l'objet, des perturbations se développent et génèrent une non-axisymétrie qui a pour conséquence la fragmentation de la structure, qui ne peut plus maintenir sa cohésion gravitationnelle.

Les deux processus, individuellement ou éventuellement dans un mélange des deux, peuvent donner lieu à la création d'à peu près toutes les binaires connues. Toutefois, il reste à régler le problème de la formation de binaires **serrées**. En effet, ces procédés ne permettent apparemment pas d'obtenir des séparations faibles entre composantes d'un système binaire.

L'argument principal qui contraint la formation de binaires par ce procédé est le rayon de Jeans des sous-nuages formés par fragmentation. Ce rayon donne la séparation minimale pouvant exister entre deux fragments gravitationnellement liés et donc pour les binaires formées selon ce processus. Ils se trouve que pour obtenir un rayon minimal, il faut une densité élevée (autour de $10^{-10} \text{g.cm}^{-3}$), ce qui donnera des fragments de $0.01 M_{\odot}$. Cela implique que des binaires serrées formées selon ce processus devront accréter la majorité de leur masse, si on s'intéresse à des étoiles de masses solaires par exemple.

Par ailleurs, Bate et al. (2003) expliquent que la séparation minimale des composantes de binaires formées par fragmentation est de 10 unités astronomiques. Cette valeur est due à la densité initiale, et rejoint donc l'argument précédent. Par ailleurs, il précise que la fragmentation ne peut avoir lieu dans des cœurs moléculaires sur des échelles de 5 unités astronomiques, la taille minimale du nuage. On ne peut donc pas obtenir des binaires plus serrées à partir de ces sous-nuages.

Par conséquent, les binaires serrées de séparation inférieure à 10 U.A. doivent se former selon un autre mécanisme. Toutefois, cela apporte des informations sur la formation de systèmes binaires à séparation intermédiaire (juste supérieure à 10 U.A., donc pouvant être générées par ce type de processus). En effet, si les systèmes formés ainsi doivent acquérir ultérieurement la majorité de leur masse, ils passent par une longue phase d'accrétion. Or, Bate (2000) a montré qu'une phase d'accrétion longue produit des binaires dont les masses ont tendance à être égale. Il s'agit de systèmes *jumeaux*. Il en déduit que cela doit engendrer un déficit de compagnons naines brunes proches d'étoiles de type solaire : la différence de masse est trop grande. En revanche, on pourra *a priori* trouver des compagnons naines brunes autour d'étoiles de masses solaires à grande séparation.

Bien que j'aie seulement évoqué ici la formation de systèmes binaires, il est évident que la fragmentation d'un nuage moléculaire peut aussi donner lieu à la formation de systèmes de multiplicité supérieure à deux. Dans ce cas, l'évolution dynamique du système peut être complexe. En particulier, l'accrétion qui a encore lieu après la fragmentation, qui n'est que la phase initiale, peut avoir des effets déstabilisants, ou au contraire, stabilisants, suivant les masses des compagnons et la présence ou non d'un disque par exemple.

2.2.3 Rôle du champ magnétique

Bien que le champ magnétique semble jouer un rôle dans la formation stellaire, celui-ci est très difficile à modéliser et à comprendre.

Dans le cas de la fragmentation d'un nuage moléculaire, l'introduction du champ magnétique dans les simulations d'évolution introduit des contraintes supplémentaires dans le processus.

Très souvent, le champ magnétique est introduit comme un élément figé du nuage protostellaire. On parle de champ *frozen-in*. Toutefois, d'après Boss (2001b), une telle conformation du champ \vec{B} est incompatible avec un scénario de fragmentation. En effet, le champ magnétique ne permet pas à la gravitation de compenser et de surpasser les autres forces en présence, qui maintiennent le nuage en équilibre contre sa propre masse.

A contrario, un processus de diffusion ambipolaire peut permettre à la fragmentation de se dérouler.

Ce processus permet à la gravitation de prendre le pas sur la pression magnétique qui agissait contre l'effondrement. Pendant la diffusion ambipolaire, les lignes de champ sont entraînées par leur support, les particules chargées, vers le centre du nuage. Ainsi, elles sont déformées par l'effondrement. Ce processus initie et accélère l'effondrement du nuage, ce qui permet à la phase de fragmentation de se dérouler.

Les simulations réalisées (Boss (2001b)) montrent que suivant la forme du nuage, le résultat de cette fragmentation sera soit un système binaire, soit un système de multiplicité supérieure à deux. Ensuite, l'évolution dynamique du système peut conduire à l'éjection de un ou plusieurs membres par défaut de hiérarchisation. De plus, les fragments formés par ce processus prenant en compte le champ magnétique peuvent avoir des masses inférieures à 13 masses de Jupiter, ce qui pourrait donner des indices sur la formation des naines brunes (voir Boss (2001a) et la figure 2.4 tirée de cet article).

2.2.4 Filaments et turbulence

Je veux décrire ici une école de pensée qui s'est créée il y a quelques années, et qui propose un nouveau type de scénario de formation stellaire. Ces scénarii aboutissent aussi bien à des étoiles simples qu'à des systèmes multiples. Le scénario est appelé *fragmentation turbulente* ou encore *mode filamentaire* de formation stellaire.

Des indicateurs spectroscopiques (largeur des raies d'émission) de vitesses supersoniques

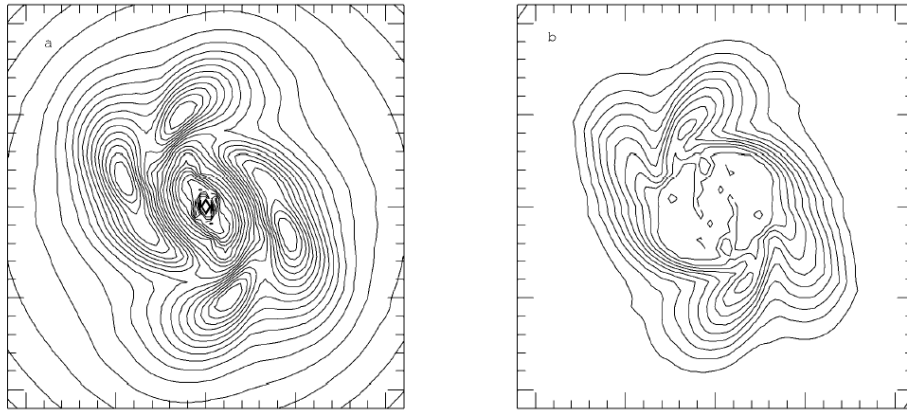


FIG. 2.4 – Résultats de simulations (Boss 2001a) d’effondrement de nuage protostellaires magnétisés. A droite, contours en température et à gauche, en densité. Le système stellaire formé est quadruple.

ont déjà été détectés dans les nuages de formation stellaire (voir Blitz (1993)), permettant de mettre en évidence une turbulence dynamique bien présente dans ces nuages.

Dans les scénarii que je veux décrire ici, il s’agit de considérer le rôle de cette turbulence, présente à grande échelle, dans les processus de formation stellaire. L’origine de cette turbulence peut être les jets produits à grande distance par les étoiles jeunes, ou bien encore les éjections de matière dans des supernovæ.

Parallèlement, une structure filamentaire du gaz a été observée dans des nuages de formation stellaire comme le Taureau (voir Hartmann (2002)), avec une corrélation entre les étoiles, le gaz et la poussière. De plus, l’âge des étoiles de cette amas est faible (moins de 10^9 ans pour la majorité, voir Palla & Stahler (2002)) suggérant une formation rapide pour cette population.

Des simulations numériques effectuées par plusieurs équipes ont montré qu’une structure filamentaire apparaît bien si on prend en compte la turbulence existant à l’intérieur des nuages de formation. Je présente dans la figure 2.5 les résultats obtenus par Klessen & Burkert (2000), mais d’autres ont montré des conclusions similaires (voir Fisher et al. (2000); Inutsuka & Tsuribe (2001); Franqueira et al. (2000); Curry (2002); Tilley & Pudritz (2003)). Le scénario part d’un nuage de gaz isotherme en rotation uniforme et magnétisé. Le code est du type SPH (Smooth Particle Hydrodynamics, un type de code avancé de magnétohydrodynamique), et considère des particules de gaz. C’est l’interaction entre force gravitationnelle, pression thermique et turbulence qui est étudiée. Les auteurs observent la formation de réseaux complexes de filaments et de cœurs pré-stellaires (voir Fig.2.5). Ces filaments sont ponctués de concentrations locales de matière susceptibles de se contracter en une ou plusieurs étoiles. D’après les auteurs, ce sont ces nodules qui donneront des étoiles simples ou des systèmes multiples. Cette simulation est statistique :

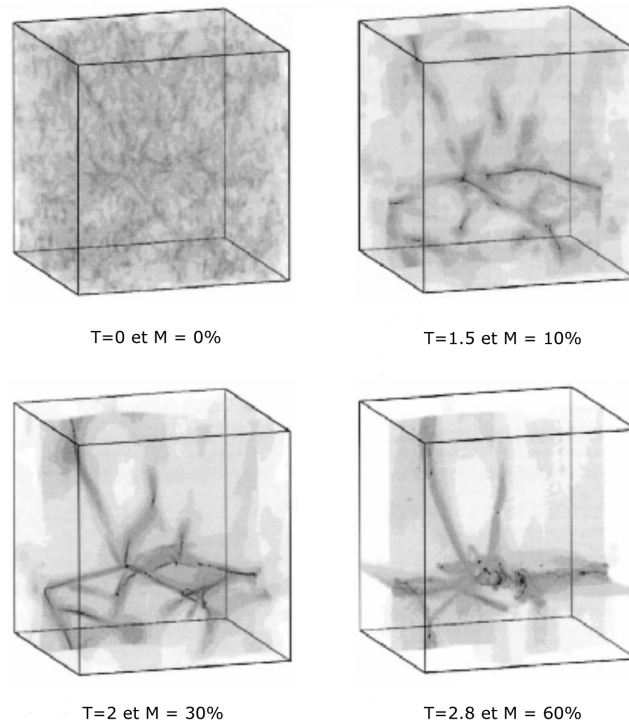


FIG. 2.5 – Résultats des simulations effectuées par Klessen & Burkert (2000). La lettre T désigne le temps écoulé depuis le début de la simulation, tandis que le M fait référence à la fraction de masse du nuage ayant déjà été accrétée sur les cœurs pré-stellaires. On distingue très bien la formation progressive des filaments de matière.

les auteurs précisent qu'ils ne peuvent calculer l'évolution d'un des cœurs en particulier, mais seulement décrire l'histoire de la répartition globale de la masse contenue dans le nuage de départ.

Malgré tout, les calculs effectués ne prennent pas en compte l'effet rétroactif de la création de ces surdensités locales sur le nuage d'un point de vue thermique (le nuage est considéré comme isotherme pendant tout le processus), alors que, bien sûr, cet effet est non négligeable. De plus, il faut bien sûr connaître l'évolution ultérieure des concentrations de masse, et à terme les types de système formés *via* ces scénarii, ce qui n'est pas le cas aujourd'hui.

Toutefois, ces simulations sont un nouvel axe d'étude prometteur pour la formation stellaire.

2.3 Formation des naines brunes

Les naines brunes ont une masse maximale de $0.08 M_{\odot}$. Or, la masse typique d'un nuage interstellaire est, de plusieurs ordres de grandeur, plus élevée ($1 M_{\odot}$ pour un nuage de densité et de température moyennes). Donc, si un effondrement de nuage moléculaire peut donner un objet de ce type, il faudra dans ce (petit) nuage une densité très élevée. En effet, pour qu'une petite masse, arrive à s'effondrer sur elle-même, il faudra qu'elle soit répartie dans un nuage peu étendu (0.05 pc), donc concentrée.

De plus, après effondrement, il faut que le processus d'accrétion soit stoppé, sans quoi la masse de l'objet augmenterait et donc ne resterait pas dans la gamme de masse des naines brunes.

Le scénario le plus couramment envisagé pour répondre à ces critères est celui de l'éjection. A l'intérieur d'un amas d'objets en formation, des objets n'ayant pas terminé leur accrétion sont éjectés du fait d'interactions dynamiques. Leur masse est faible et l'absence de matériau dans l'environnement proches après éjection ne leur permet pas d'acquérir de la matière. Ces objets vont former des naines brunes isolées.

Ce scénario, décrit par Reipurth & Clarke (2001), est séduisant, mais ne parvient pas à expliquer la formation de binaires de naines brunes, qui sont pourtant observées (Bouy et al. 2003).

2.4 Résumé

Un résumé succinct du scénario de formation le plus courant pour les étoiles de très faibles masse est donné par Sterzik et al. (2003); la figure de l'article est reproduite en 2.6.

Dans cet article, les auteurs s'attachent à expliquer comment les interactions dynamiques peuvent être une piste pour expliquer les binaires serrées que les processus de fragmentation ne prévoient pas.

Ce scénario se déroule en quatre phases qui peuvent être plus ou moins simultanées :

1. Naissance d'un nuage moléculaire.
2. Effondrement de celui-ci.
3. Fragmentation donnant plusieurs objets; et accrétion.
4. Interaction dynamique entre les objets créés, ou avec des disques d'accrétion.

De ce chapitre, on retiendra qu'aucune simulation de formation stellaire ne prend en compte l'ensemble des phénomènes physiques intervenant. De plus, il est difficile de connaître et de simuler le rôle du champ magnétique.

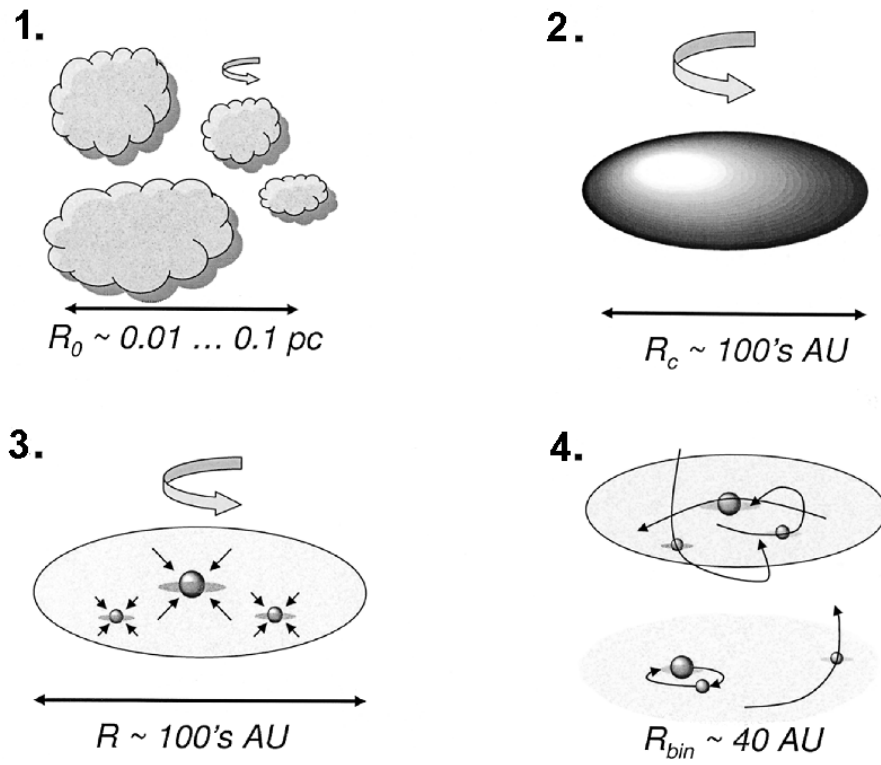


FIG. 2.6 – Résumé du principal scénario de formation stellaire, en 4 phases

Toutefois, ces scénarii vont me servir de point de comparaison avec les résultats de nos études de multiplicité sur les naines M et L.

Chapitre 3

Statistique de multiplicité : Nature, utilité

Le chapitre précédent montre que les processus de formation stellaire ne sont pas faciles à discriminer. Toutefois, une statistique de multiplicité peut justement permettre d'effectuer ce travail de tri, en contraignant les scénarios grâce à des informations globales sur un type d'étoiles.

Je vais détailler ici la nature du travail que j'ai effectué, et expliciterai le lien entre une telle statistique et l'obtention de contraintes sur les processus de formation.

3.1 Définition

Dans le terme de *statistique de multiplicité* sont incluses plusieurs notions, et plusieurs difficultés associées (sur lesquelles je reviendrai au cours des chapitres suivants).

Tout d'abord, parler de la *multiplicité* associée à un type d'étoiles fait référence à diverses informations :

1. La proportion d'étoiles de la population présentant un ou plusieurs compagnons. A cet endroit, il faut être sûr des termes qu'on emploie, sous peine de créer des ambiguïtés. En effet, il s'agit d'observer un *échantillon* d'étoiles individuelles, et de fouiller le voisinage de chacune d'elles pour savoir si elle possède un ou des compagnon(s)¹. Le taux de multiplicité est le rapport entre le nombre d'étoiles multiples et le nombre total de systèmes (étoiles isolées ou multiples) observées. Si une étoile a plus d'un compagnon, par exemple trois, elle est considérée comme triple et n'est évidemment comptée qu'une fois. Autrement dit, le *poids* d'une étoile double est le même dans ce taux que celui d'une étoile qui posséderait cinq compagnons. Même si le compagnon **Ab** d'une étoile **A** de l'échantillon de départ a lui-même un compagnon **Ac**, il ne devient pas une primaire à son tour et n'est pas comptabilisé

¹Dans un couple d'étoiles, on désigne par *compagnon* l'étoile la moins massive, donc la moins lumineuse. La plus massive est appelée *primaire*

dans l'échantillon de départ. Simplement, la multiplicité de l'étoile **A** passe de deux à trois. Plus de détails sont donnés dans l'annexe B.

2. La nature de ces compagnons : étoiles du même type, naines brunes, ou encore planètes... Obtenir cette information suppose de connaître pour les compagnons des chiffres relatifs à leurs masses et/ou à leurs luminosités.
3. Les caractéristiques orbitales de ces compagnons : période, demi-grand axe, excentricité... (voir annexe B)

Associer à ce terme le mot *statistique* implique d'obtenir une vue représentative de l'ensemble. On collecte ces informations en les reliant entre elles : on veut ainsi mettre en évidence les corrélations existant entre les répartitions des différents paramètres orbitaux. On espère obtenir de cette façon une vue globale des situations *typiques* de ces objets, s'il en existe. Et en tout cas connaître toutes les situations qui apparaissent effectivement, et que l'on veut comparer aux modèles théoriques.

Mais surtout, cela implique que l'on a l'intention de déduire d'une telle étude des propriétés qu'on estimera valables pour toute la population d'étoiles étudiées, avec une certitude acceptable. Cela pointe directement sur une étude vaste, ce qui se révèle être la première des difficultés : observer un grand nombre d'objets, et suffisamment pour obtenir toutes les informations précitées. Les informations obtenues auront une précision déterminée par rapport à l'étude. De plus, les conditions d'observation doivent être contrôlées afin de ne pas étudier un échantillon biaisé, ce qui fausserait les résultats. Le principal biais concernant la mise au point d'un échantillon relève du choix du critère de limitation. Si on utilise un échantillon limité en magnitude et pas en distance, on peut considérer des objets avec des distances réparties de façon aléatoire, et cela introduit un biais de population. En effet, on observera principalement les objets les plus brillants, même si ils sont lointains, et on manquera les objets plus proches mais moins lumineux. Ce biais est appelé *biais de Malmquist*. Il favorise la constitution d'un échantillon riche en étoiles intrinsèquement brillantes. Or, les étoiles binaires sont plus lumineuses que les étoiles isolées, donc ce biais va conduire à un échantillon artificiellement riche en étoiles multiples, ce qui fausse la statistique de multiplicité.

Cela signifie que pour définir de façon statistiquement correcte un échantillon, il faut disposer d'une mesure de la distance des objets, ce qui n'est évidemment pas facile et complique toute étude.

3.2 Utilité d'une telle statistique

La compréhension des processus de formation stellaire.

C'est là, le but de beaucoup d'astronomes. Cette question demeure actuellement un problème essentiel en astrophysique. Sans prétendre apporter toutes les réponses à ce problème, une étude statistique de la multiplicité stellaire peut apporter des pistes

sérieuses. En effet, bien qu'il y ait énormément de scénarii proposés pour chaque type d'étoiles, on ne sait pas aujourd'hui lesquels sont les plus probables, dans quelle mesure, et pourquoi. Obtenir une statistique de multiplicité stellaire permet de se donner les *contraintes* sur ces scénarii de formation. Comment ?

On constate dans le chapitre précédent que beaucoup de scénarii de formation stellaire font référence à la formation de systèmes multiples à un moment ou à un autre. Il semble que même les étoiles isolées se sont peut-être d'abord formées au sein d'un groupe d'objets. Par conséquent, étudier les propriétés des systèmes multiples permet d'obtenir des informations sur les systèmes qui existaient pendant la formation des objets. En effet, bien qu'il puisse y avoir une évolution dynamique des systèmes en formation qui peut changer leur nature (dans le cas de l'éjection des compagnons par exemple), les systèmes multiples que l'on observe sont des vestiges donnant quantité d'informations concernant cette évolution.

De plus, le nombre de paramètres (orbitaux) à notre disposition lors de l'étude d'une étoile double ou multiple est beaucoup plus élevé que celui d'une étoile isolée, et donc la source d'information sur son évolution est plus conséquente. Le lien gravitationnel existant entre une étoile et son compagnon permet de constater l'évolution de la primaire par rapport aux conséquences sur son compagnon. Les interactions dynamiques évoquées pour expliquer l'existence de binaires serrées en sont un exemple.

Bien sûr, l'obtention d'une statistique de multiplicité ne suffit pas à désigner un scénario de formation en particulier, mais cela donne des indications sur les plus probables. En général, les informations obtenues nous permettent plutôt de procéder en laissant de côté les scénarii les moins probables.

Deuxième partie

Etude d'un échantillon de naines M

Chapitre 4

Précédentes études statistiques réalisées sur les naines M

Différentes études de multiplicité, partielles ou non, ont été réalisées sur les étoiles de type *solaires*¹. Le but de ce chapitre est de les résumer et de donner leurs conclusions, de façon à en avoir une vue d'ensemble et à pouvoir les comparer à notre étude.

Je commencerai par décrire des études faites sur des étoiles de type spectraux moins tardifs que les M, et qui me serviront de point de comparaison. Je m'intéresserai ensuite aux travaux effectués sur des naines M.

4.1 Etudes des naines du voisinage solaire

4.1.1 Etude des naines G

Cette étude (Duquennoy & Mayor 1991) concerne les 164 primaires de types spectraux compris entre F7 et G9 observées par l'équipe de Genève grâce à CORAVEL pendant treize ans.

CORAVEL est un spectromètre de haute précision spécialisé pour la mesure de vitesses radiales qui est installé sur le télescope suisse de l'Observatoire de Haute-Provence (OHP). Sa précision moyenne est de l'ordre de 0.5 km.s^{-1} et la magnitude limite observable avec cet instrument est de l'ordre de $B=13$.

La définition statistiquement probante de l'échantillon observé dans cette étude, qui est limité en distance, son étendue et la couverture en période et en rapport de masse de leur instrument leur a permis d'obtenir des informations très significatives sur les naines G. En particulier, le taux de multiplicité de ces étoiles, estimé à 57% (toutes corrections faites).

Mais ils ont aussi pu brosser un tableau relativement précis de cette population, surtout concernant les éléments orbitaux des binaires découvertes, qui peuvent éclairer sur leur

¹Les étoiles de type F à G

processus de formation.

- La distribution des logarithmes des périodes peut être approximée par une gaussienne, avec une période moyenne de 180 ans (environ $6 \cdot 10^4$ jours, pour la comparer à notre étude). Voir figure 4.1.
- Les binaires de période courte (moins de 11 jours) présentent une excentricité très faible. C'est le phénomène de circularisation, dû aux effets de marées.
- Le rapport de masse² le plus fréquent n'est pas égal à un, mais se situe plutôt vers 0.2.

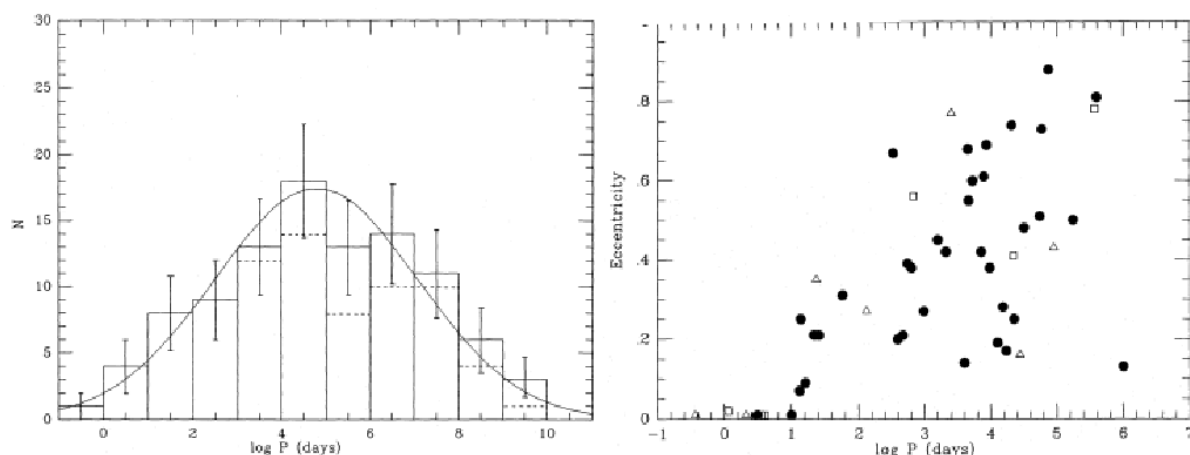


FIG. 4.1 – Les répartitions en périodes et en excentricités de l'échantillon étudié par Duquennoy et Mayor en 1991

Ces conclusions ne sont toutefois valables que pour des rapport de masses² supérieurs à 0.1, car la capacité de détection des instruments utilisés ne permettait pas d'accéder à des valeurs plus faibles.

Depuis, il a été montré qu'il existe peu de compagnons naines brunes à des périodes courtes, avec des primaires de type solaire. C'est le *désert des naines brunes* (Halbwachs et al. 2000). Toutefois, il peut exister des compagnons naines brunes à longues périodes pour des étoiles de masses solaires.

Les résultats obtenus sont par ailleurs corrigés de façon complète des problèmes de limitation en détection des instruments (voir la figure 4.2), ce qui rend cette étude particulièrement fiable.

Les résultats dégagés tendent pour Duquennoy et Mayor à prouver que deux processus de formation sont à l'œuvre dans cette population stellaire :

² $R_m = \frac{M_2}{M_1}$, M_2 étant la masse du compagnons et M_1 la masse de la primaire

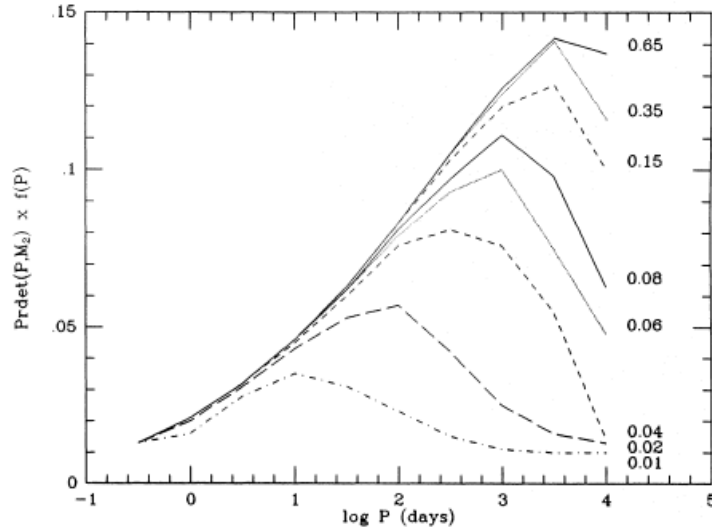


FIG. 4.2 – Probabilité de détection d'un compagnon corrélié avec la distribution en période, pour l'étude de Duquennoy & Mayor (1991). Les résultats sont donnés en fonction de la masse du compagnon (à droite)

1. Pour les étoiles de masse supérieure à $0.1 M_{\odot}$, un processus de fragmentation, qui explique entre autre le désert des naines brunes. Dans les systèmes multiples qui se forment selon ce processus, les étoiles de masse plus faible sont éjectées du système du fait de forces de marées.
2. Pour les étoiles de masse plus faible, un processus *a priori* différent. Les auteurs évoquent la fission.

Je reviendrai en détail sur certains résultats de cette étude dans le chapitre concernant nos propres résultats sur l'échantillon de naines M.

4.1.2 Etude des binaires de naines F à K

Il s'agit de l'étude de 89 binaires spectroscopiques issues de deux *surveys* CORAVEL (Halbwachs et al. 2003), dont les types spectraux sont entre F7 et K, et dont les périodes vont jusqu'à 10 ans. Les étoiles de type F sont communes à l'étude réalisée par (Duquennoy & Mayor 1991), mais l'étude a été améliorée. L'utilisation des données Hipparcos a permis une meilleure définition d'un échantillon non biaisé (parallaxes), et des mesures astrométriques ont donné accès à des mesures de rapports de masses pour des binaires de type SB1.

Les résultats obtenus grâce à cette étude sont les suivants :

- Les distributions des éléments orbitaux des binaires du champ d'une part, et des binaires d'amas d'autre part, ne présentent aucune différence. Cela suggère des pro-

- cessus de formation identique, ce qui est un résultat très important. Le processus de formation ne dépendrait que marginalement des conditions environnementales.
- La distribution de rapport de masses des binaires à périodes courtes ($P < 50$ jours) et à périodes plus longues sont presque similaires. Toutes les deux montrent un ou des pics pour des rapports de masses compris entre 0.2 et 0.7.
 - Toutefois, pour les périodes courtes, il y a recrudescence de binaires avec un rapport de masses supérieur à 0.8. (*twins* ou *jumelles*)
 - Ils retrouvent le *désert des naines brunes* : très peu voire pas de compagnons naines brunes pour les étoiles de type solaire pour les périodes considérées ($P < 10$ ans).
 - Toutes les gammes de type spectral explorées présentent une distribution de rapport de masses sensiblement équivalente. Cela tendrait à indiquer que la formation n'a pas d'échelle typique (« scale-free ») si P est inférieure à dix ans.
 - L'excentricité des systèmes binaires avec un rapport de masse proche de un est plus faible pour des périodes supérieures à dix jours.
 - Malheureusement, la distribution en période est peu exploitable du fait des barres d'erreur, dues au nombre d'objets réduit pour chaque intervalle de l'histogramme. Toutefois, il semble qu'un pic (à 20 jours) soit détectable, mais à confirmer, et pourrait correspondre aux *jumelles* ou aux compagnons ayant subi une migration orbitale.

L'ensemble de leurs résultats semble indiquer un processus de formation mettant en place, après effondrement de cœurs gazeux, des interactions disque-étoile produisant ensuite une (ou des) ségrégation(s) en rapport de masse, en séparation et en excentricité.

Ces deux études riches de résultats me permettront de tester l'ensemble de ces conclusions sur les naines M. Une telle comparaison est intéressante pour avoir une idée de l'évolution des propriétés physiques des étoiles suivant leur type spectral.

Je vais maintenant m'intéresser aux premières études de multiplicité faites sur le type d'étoiles que j'ai étudié, les naines M.

4.2 Premières études de multiplicité des naines M

Différentes études se sont succédées entre 1992 et 1997 qui ont tenté de donner une première idée de la statistique de multiplicité des étoiles de type spectral M.

Je vais résumer ici ces travaux en donnant le résultat principal, le taux de multiplicité obtenu, les caractéristiques de l'étude et ses éventuelles limitations.

La première, réalisée en 1990 par Henry & McCarthy (1990), concernait un échantillon de naines M situées à moins de 5.2 parsecs. Cette limitation en distance de l'échantillon est intéressante. Ils ont obtenu un taux de multiplicité de $34 \pm 9\%$. Toutefois, le nombre d'objets dans leur échantillon est réduit, puisqu'ils n'ont pu observer que 27 naines M. Les barres d'erreurs poissonniennes sont donc conséquentes.

Les études suivantes n'ont malheureusement pas utilisé des échantillons limités en distance, ce qui les rend statistiquement moins adéquates, mais elles donnent des résultats préliminaires intéressants.

Fischer & Marcy (1992) ont compilé des données sur un échantillon de naines M situées à moins de 20 parsecs, mais limité suivant la luminosité des objets. Les séparations obtenues entre primaires et compagnons dans les systèmes binaires vont jusqu'à 10^4 U.A., avec un pic dans la distribution des séparations entre 2 et 30 U. A.. La distribution en période est gaussienne.

Leur étude les amène à obtenir un taux de multiplicité de $42 \pm 9\%$, qui est malheureusement entaché de grosses corrections statistiques. En effet, leur probabilité de non-détection³ va de 5 à 50% suivant le type d'observations réalisées. De plus, le taux de multiplicité estimé dépend beaucoup des hypothèses considérées pour estimer les capacités de détection des instruments. Ce qui aboutit à cette conséquente barre d'erreur sur le taux de multiplicité final.

Leinert et ses collaborateurs⁴ ont complété en 1997 l'échantillon défini par Henry & McCarthy (1990) à moins de 5 parsecs en y ajoutant 9 primaires naines M situées plus au sud que celles de l'échantillon de 1990.

L'observation de ces nouvelles étoiles ne couvrait que les séparations situées entre 1 et 10 U.A.. Partant du principe que l'échantillon précédent était complet pour des séparations inférieures à 1 A.U. et supérieures à 10 A.U., ils obtiennent en ajoutant leurs étoiles un taux de multiplicité plus bas que celui de Henry & McCarthy : $26 \pm 9\%$. Ils n'ont découvert aucun nouveau compagnon aux étoiles qu'ils ont observées.

Ils considèrent avoir détecté tous les compagnons stellaires, et leur échantillon est limité en distance, ce qui est très important. Malgré tout, le nombre d'objets pris en compte pour le calcul du taux de multiplicité est faible, ce qui explique la large barre d'erreur sur celui-ci.

Ces deux études ont donné des indications préliminaires du taux de multiplicité de ces étoiles de très faible masse, mais sans pouvoir s'affranchir d'indéterminations statistiques

³probabilité qu'un compagnon existant ne soit pas détecté par les instruments utilisés

⁴Leinert et al. (1997)

assez grandes.

La dernière étude que je veux évoquer ici est celle réalisée par Reid & Gizis (1997). Ils ont réuni des données sur un échantillon d'étoiles de faible masse comprenant 80% de naines M.

Les objets de cet échantillon ont des parallaxes les plaçant à moins de 8pc, mais une partie de ces parallaxes est photométrique et donc il s'agit d'un échantillon limité en magnitude. Il comprend 106 systèmes (étoiles simples ou multiples).

Les auteurs considèrent qu'il doit manquer 2 à 3 étoiles dans leur échantillon, en extrapolant le nombre d'objets compris dans l'échantillon complet à 5.2 parsecs décrit plus haut. Leur taux de multiplicité total est de 35%.

Un sous-échantillon produit à partir de celui-ci, mais en ne considérant que les systèmes ayant une primaire de type K ou M comprend 81 systèmes, dont 26 multiples, soit un taux de multiplicité de 32%.

Ils remarquent aussi un pic dans la distribution en rapports de masses des binaires : les systèmes ayant des rapports de masses supérieurs ou égaux à 0.8 sont plus nombreux. Les précédentes études ne montraient pas un tel phénomène, et c'est une donnée intéressante pour la comparaison avec notre étude. De plus, ce phénomène est aussi remarqué par Duquennoy & Mayor (1991) dans leur étude des naines G ou par Halbwachs et al. (2003) pour les binaires de naines F à K.

On constate, au vu des résumés de ces études, les fortes limitations statistiques de celles-ci, soit en nombre d'objets considérés, soit dans la définition de l'échantillon.

L'étude de multiplicité que j'ai achevée pendant ma thèse sur les naines M est la première à disposer d'un **échantillon d'environ 100 objets limité en distance**⁵. De plus, en combinant plusieurs moyens d'observations couvrant des gammes de masses et de séparations conséquentes pour les binaires, nous avons réussi à obtenir non seulement le taux de binarité mais aussi une statistique de multiplicité complète de ce type d'étoiles. Je vais décrire dans les chapitres suivants le travail qui a été fait pour obtenir ces résultats, que je détaillerai ensuite.

⁵voir la table A.1 de l'annexe A, qui contient des données observationnelles sur les 95 objets de notre échantillon

Chapitre 5

But de notre étude, échantillon défini et stratégie observationnelle

5.1 But de l'étude

L'étude que je vais décrire à partir de ce chapitre avait pour but d'obtenir une **statistique de multiplicité complète** des étoiles naines de type spectral M. Par rapport aux études ayant déjà été réalisées, on souhaite rendre les informations obtenues statistiquement plus précises et plus fiables.

On souhaite donc calculer le taux de multiplicité de cette population stellaire, et collecter des informations statistiques sur le type de systèmes multiples existant. Notamment, on veut obtenir les distributions des éléments orbitaux des systèmes binaires (excentricité, rapport de masses, période...). Toute cette étude se fait dans l'espoir de contraindre les processus de formation stellaire. On cherche à confronter des résultats statistiquement probants aux scénarii de formation envisagés, dont j'ai parlé dans la première partie de ce manuscrit.

Pour ce faire, il a été nécessaire de :

1. Mettre au point un échantillon de naines M *limité en distance*.
2. Utiliser des techniques d'observations permettant de couvrir de larges gammes de masses et de séparation pour les compagnon éventuels, afin de limiter les manques statistiques et de faire une étude aussi complète que possible.
3. Corriger les résultats bruts obtenus par rapport aux limitations de nos instruments, afin d'aboutir aux valeurs *réelles* des paramètres calculés (taux de multiplicité, répartition des étoiles binaires suivant plusieurs paramètres orbitaux) pour cette population.

Je vais expliquer dans ce chapitre comment furent abordés les deux premiers points. Je donnerai les détails de la mise au point de l'échantillon et la stratégie observationnelle adoptée pour atteindre nos objectifs.

Ensuite, je passerai en revue les propriétés des objets binaires découverts dans notre

échantillon. Je m'intéresserai dans les chapitres suivants au troisième point cité plus haut, à savoir la correction des biais observationnels.

Enfin, je donnerai dans les derniers chapitres de cette partie les conclusions auxquelles nous avons pu aboutir sur cette population.

5.2 Observations

Notre but étant d'obtenir une statistique de multiplicité des naines M, il est nécessaire d'avoir des couvertures en détection de masse de compagnons et de période de binaire optimales. Afin d'obtenir de telles couvertures, deux moyens d'observations ont été conjointement mis en œuvre : la spectroscopie et l'imagerie. Cette dernière s'est effectuée sur des instruments bénéficiant d'une technologie d'optique adaptative (voir annexe C).

5.2.1 Spectroscopie

Les observations spectroscopiques, permettant d'obtenir des mesures de vitesses radiales¹ ont été réalisées sur le spectrographe ELODIE, installé sur le télescope de 1.93m à l'Observatoire de Haute-Provence.

Ce spectromètre à réseau échelle permet de couvrir un spectre allant de 390 à 680nm en une exposition, avec un pouvoir de résolution de 42000. Toutes les observations ont été conduites avec mesure simultanée du spectre d'une lampe de calibration au Thorium. Cela nous fait bénéficier de la meilleure précision possible : environ 10m.s^{-1} , hors bruit de photon.

Le processus automatique de pré-réduction existant sur le site autorise par ailleurs une visualisation immédiate du spectre obtenu. Les algorithmes d'extraction du spectre et de calibration en longueur d'ondes sont décrits dans Baranne et al. (1996).

Les performances d'ELODIE pour la recherche de compagnons sont excellentes. Considérons une étoile de magnitude en visible comprise entre sept et quinze et ne présentant pas d'activité ou de rotation, avec un temps de pose de 900 secondes à une heure. Alors, l'erreur commise sur la mesure de vitesse radiale due au bruit de photon sera entre 10 et 70 m.s^{-1} . Cela dépend toutefois du type spectral de l'étoile observée. Cette précision permet par exemple la détection de compagnons planétaires à courtes périodes autour d'étoiles de type M. Un bel exemple est décrit par Delfosse et al. (1998a). Toutefois, ce pouvoir de détection peut être mis en défaut par l'activité magnétique que certaines étoiles présentent (les types spectraux plus tardifs que M5 en particulier) ou des vitesses de rotation très élevées (*rotateurs rapides*).

¹voir annexe C.2

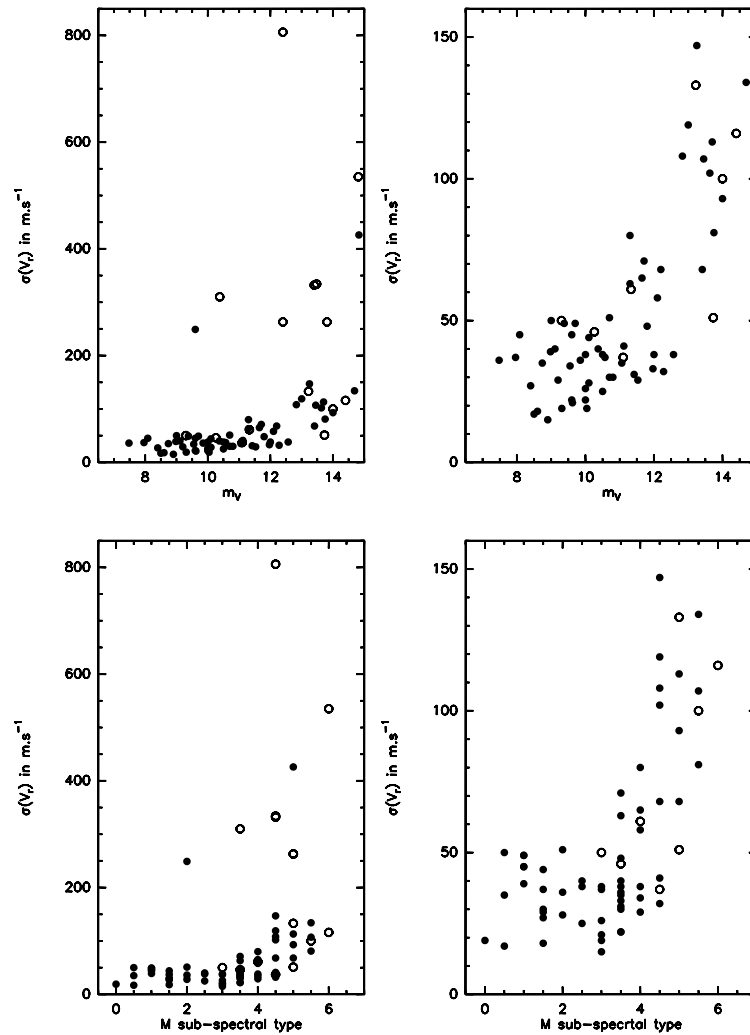


FIG. 5.1 – *Écarts-type mesurés pour les étoiles de l'échantillon. En haut, en fonction de leur magnitude apparente en V, et en bas, en fonction du type spectral. Pour chaque figure, on a fait un zoom (figure de droite) sur la première partie du graphique (moins de 150 $m.s^{-1}$). Les cercles désignent les étoiles dont le $v. \sin(i)$ est plus bas que $5 km.s^{-1}$ et les disques celles dont le $v. \sin(i)$ est au-dessus de cette valeur.*

La figure 5.1 donne une idée des capacités d'ELODIE au regard de notre échantillon précis. Cette figure présente les écarts-type (dispersion sur la vitesse radiale de l'étoile) mesurés sur toutes les étoiles simples (ou dont on n'aurait pas détecté les compagnons) de notre échantillon. Parmi les étoiles ayant des dispersions en vitesses radiales allant au delà de $200 m.s^{-1}$, toutes sauf une ont des vitesses de rotation élevées. Les étoiles ne présentant pas de rotation, et brillantes ($V > 11$), possèdent des rms compris entre 15 et $50 m.s^{-1}$, alors que les rms des étoiles les plus faibles sont entre 25 et $150 m.s^{-1}$. Ces

valeurs serviront en particulier à simuler l'efficacité de nos observations spectroscopiques pour la correction des biais observationnels, j'y reviendrai dans le chapitre 7.

Conduite des observations :

Lorsque j'ai commencé le travail statistique sur les naines M que je vais décrire dans les chapitres suivants, mes directeurs de thèse et leur collaborateurs avaient déjà effectué plusieurs années d'observations spectroscopiques sur l'échantillon.

Ces étoiles avaient été observées en moyenne pendant cinq à six ans, et pour certaines jusqu'à 10 ans.

Pendant ces observations en spectroscopie, la recherche d'orbite a été systématique dès qu'un compagnon était découvert. Toutefois, il n'a pas été possible d'aboutir à une connaissance complète de l'orbite pour certains compagnons. Les orbites de périodes faibles ou moyennes ont pu être déterminées grâce au logiciel ORBIT. Pour les cas plus difficiles, on a appliqué la *méthode de la longueur de chaîne*².

5.2.2 Optique adaptative

Afin de détecter les binaires visuelles en plus des binaires spectroscopiques (voir annexe B), des observations en imagerie ont été menées entre 1996 et 2002.

Elles ont été conduites au CFHT, en utilisant PUE'O, un système d'optique adaptative. Cet instrument fut couplé successivement à deux caméras :

- MONICA (Nadeau et al. 1994) développée à l'Université de Montréal, et utilisée jusqu'en novembre 1997.
- KIR (Doyon et al. 1998), une caméra spécialement conçue pour PUE'O et montée à partir de décembre 1997. Elle a un bruit de lecture inférieur à celui de MONICA, ce qui améliore sa détectivité.

Les caméras MONICA et KIR ont des champs de 8.7×8.7 et 36×36 secondes d'arc respectivement, pour des tailles de pixel de 0.34 et 0.35 seconde d'arc respectivement.

KIR étant la caméra qui a été la plus utilisée durant ces observations du fait de leur calendrier, c'est elle qui servira de référence technique (en particulier pour les simulations, voir chapitre 7).

Les performances de KIR dans la bande J permettent grâce à une image qui n'est plus limitée que par la diffraction (jusqu'à $1.25 \mu\text{m}$) de résoudre par exemple les deux membres d'une binaire ayant une période de un an, située à une distance de 10 pc.

Pour ce qui est de la procédure d'observation, les étoiles de l'échantillon furent d'abord observées dans une bande afin de déterminer leur nature (simple, ou possédant un compagnon). En général cette bande fut H ($1.65 \mu\text{m}$), mais en cas de mauvais seeing, c'est la bande K qui a été utilisée.

L'observation d'un objet prenait environ 16 minutes, réparties en quatre poses correspon-

²minimisation de la longueur des pas entre deux points de l'orbite, voir l'article de Dworetzky (1983).

dant à une mosaïque sur l'objet (voir chapitre 11).

Le champ de PUE'O permet de repérer des compagnons d'étoiles de séparations comprises entre 0.7 (la taille de 2 pixels, pour que les objets soient séparés) et 36 secondes d'arc (le demi champ de PUE'O, on considère que l'étoile observée est placée approximativement au centre du champ). Pour une naine M située à 10 parsecs, cela autorise la détection de binaires ayant des périodes comprises entre 1 an et quelques milliers d'années.

La figure 5.2 montre la sensibilité de PUE'O. On a tracé la limite de détection d'une binaire (par rapport au contraste de magnitude entre les deux composantes) en fonction de la séparation existant entre la primaire et son compagnon. Les courbes obtenues par D. Segransan³ à partir des observations réalisées avec PUE'O. Le graphique montre que la courbe de détection n'est pas dépendante du type spectral de l'étoile primaire.

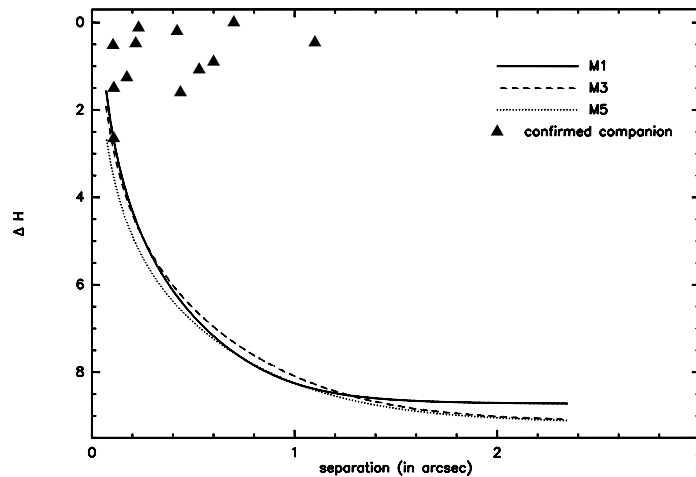


FIG. 5.2 – Sensibilité de PUE'O. Les courbes sont les limites de détections, montrant la différence de magnitude acceptable entre les deux composantes en fonction de la séparation. Elles sont tracées pour trois types spectraux typiques de notre échantillon : M1V, M3V et M5V. Les triangles pleins correspondent à des objets ayant des compagnons confirmés.

Pour des séparations supérieures à 1.5 seconde d'arc, la sensibilité de PUE'O est limitée par le bruit de fond, ce qui permet la détection de compagnons plus faibles de 8 magnitudes que leur primaire. Toutefois, nous avons quelques compagnons non confirmés (étoiles du fond, ou compagnons réels?) avec des contrastes de magnitude ΔH compris entre 4 et 8. Pour ces étoiles, des mesures complémentaires sont nécessaires.

³Thèse au LAOG soutenue en 2002, post-doc à l'Observatoire de Genève actuellement.

Pour cette étude, nous sommes par conséquent capables de confirmer des binaires visuelles ayant un contraste de magnitude ΔJ inférieur à 4. Pour mon étude, j'ai en fait utilisé la condition ΔK inférieur à 4 car je disposais de magnitude en K. Ce qui est équivalent car nos objets ont un J-K constant. Cette limite ΔK inférieur à 4 correspond pour une primaire de masse $M_1 = 0.1M_\odot$ à un compagnon de masse $M_2 = 0.065M_\odot$, pour $M_1 = 0.3M_\odot$ cela donne $M_2 = 0.078M_\odot$ et pour $M_1 = 0.6M_\odot$ cela donne $M_2 = 0.10M_\odot$. Cela correspond donc à des compagnons proches des naines brunes même pour les étoiles les plus massives de l'échantillon.

5.3 Echantillon

Un échantillon naines M a été défini en 1995 à partir de la troisième édition du *nearby star catalog* de Gliese et Jahreiss (1991)⁴. Cet échantillon a servi à étudier l'activité magnétique (voir le chapitre 1) sur les naines M. Afin d'obtenir un échantillon limité en volume, les étoiles sélectionnées étaient plus proches que 9 parsecs. Leurs déclinaisons étaient supérieures à -16° , afin d'être observables par rapport aux localisations géographiques des instruments utilisés (voir section 5.2).

Cette sélection a dû être modifiée lorsque les parallaxes de certains objets, obtenues par l'Observatoire de Yale (voir Van Altena et al. (1995)) et HIPPARCOS (ESA, 1997), ont montré que ceux-ci étaient situés au-delà des 9 parsecs prévus. Ou encore, lorsque la découverte d'un compagnon à proximité d'une étoile de l'échantillon changeait la mesure photométrique de sa distance.

Afin de ne pas rejeter un trop grand nombre d'objets tout en n'ayant pas à en ajouter beaucoup, la distance limite des étoiles de l'échantillon a finalement été fixée à 9.25 parsecs, le meilleur compromis.

Enfin, l'instrument ELODIE (OHP) qui devait être utilisé (voir section observations) ne permettant pas d'observer dans de bonnes conditions des magnitudes supérieures à $V = 15$, tous les objets plus faibles ont été rejetés de l'échantillon. Une telle exclusion ne concerne que les naines M très tardives (type spectral M6), et notre échantillon est complet jusqu'au type spectral M5.5.

L'étude supposait de ne considérer que des naines M pouvant être des primaires de systèmes multiples. Les candidates respectant les autres critères, mais compagnons d'étoiles plus massives, ont été rejetées. Du point de vue de la formation stellaire, il s'agit en effet de systèmes plus massifs (et c'est ce qui sera déterminant) ayant une naine parmi ses compagnons, donc pas d'une formation d'étoile de faible masse au sens de notre étude. L'échantillon complet finalement retenu pour cette étude est présenté dans le tableau A.1 de l'annexe A. Il comporte 95 objets.

Les objets ayant été rejetés de l'échantillon sont groupés dans les deux tables 5.1 et 5.2. La table 5.1 contient les objets trop faibles pour être observés avec ELODIE. La table 5.2 contient les naines M rejetées de l'échantillon parce qu'elles étaient compagnons d'étoiles plus massives que les naines M.

⁴voir Delfosse et al. (1998b)

Nom	Type Spectral	V	Distance
LP349-25	M8V ^a	19.0 ^a	8.6 ^a
LHS1326	M6V ^b	15.9 ^c	8.9 ^c
LHS1375	M5.5V ^b	16.1 ^c	8.5 ^c
SO025300.5+165258	M6.5 ^d	15.4 ^d	2.3 ^d
LP655-48	M7.5V ^e	18.0 ^e	8.0 ^e
LHS2065	M9V ^b	18.8 ^c	8.5 ^c
LHS2090	M6.5V ^f	16.5 ^f	6.0 ^f
LHS292	M6.5V ^b	15.6 ^g	4.5 ^h
Gl644C	M7V ^b	16.8 ^c	6.5 ⁱ
G227-22	M7V ^j	15.6 ^j	5.0 ^j
LSR1835+3259	M8.5V ^k	18.3 ^k	5.7 ^k
Gl752B	M8V ^b	17.5 ^c	5.9 ⁱ
LSR2124+4003	M6.5V ^l	16.8 ^l	7.0 ^l

TAB. 5.1 – Etoiles répondant aux critères définis pour l'échantillon mais trop faibles pour être observées avec ELODIE. Références : (a) Cruz & Reid (2002), (b) Reid et al. (1995), (c) Gliese & Jahreiß (1991) ; (d) Teegarden et al. (2003), (e) McCaughrean et al. (2002), (f) Scholz et al. (2001), (g) Leggett (1992), (h) Van Altena et al. (1995), (i) HIPPARCOS (Perryman et al. 1997), (j) Polomski et al. (1997), (k) Reid et al. (2003), et (l) Lépine et al. (2003b)

Nom	Type spectral	Type spectral de la primaire	distance
Gl 105B	M4V	K3V	7.2
Gl 166C	M4.5V	K1V	5.0
Gl 169.1A	M4V	DA	5.5
Gl 250B	M2V	K3V	8.7
G203-47	M3.5V	White Dwarf	7.3
Gl 695BC	M3.5VJ	G5IV	8.4

TAB. 5.2 – Etoiles répondant aux critères définis pour l'échantillon mais compagnons d'étoiles plus massives. Les types spectraux des compagnons sont issus de Reid et al. (1995), ceux des primaires de la base de données SIMBAD sauf pour G203-47 (Delfosse et al. 1999). Les distances sont issues des données HIPPARCOS (Perryman et al. 1997)

J'ai montré dans ce chapitre que nous avons réussi à utiliser des moyens d'observations nous permettant d'espérer une large couverture de tous les types de binaires attendus. Puis, j'ai donné les principales propriétés de l'échantillon le rendant statistiquement intéressant. Je vais dans le chapitre suivant m'intéresser plus avant à celui-ci, pour détailler ses atouts par rapport à notre étude de multiplicité ainsi que les limites auxquelles nous sommes contraints. Dans le même chapitre, je discuterai de l'ensemble des binaires qui ont été découvertes parmi les étoiles de notre échantillon.

Chapitre 6

Echantillon de naines M : discussion et étoiles multiples

6.1 Discussion sur l'échantillon de naines M

Etant donné que le but des observations réalisées sur cet échantillon est d'obtenir une statistique de multiplicité, il faut autant que possible éviter les biais intrinsèques à la constitution d'un tel échantillon.

En premier lieu, tous les objets de type spectral M situés à 9.25 parsecs ont-ils été découverts et observés ?

Des naines M du voisinage solaire restent à découvrir (voir Delfosse et al. (1999) ou Henry et al. (1997)).

On estime par ailleurs que l'échantillon à 5 parsecs utilisé par Henry & McCarthy (1990) est complet, c'est à dire que toutes les naines M contenues dans une sphère de 5 parsecs autour du soleil sont connues. En extrapolant le nombre d'objets connus dans la sphère de 5 parsecs à celle de 10 parsec, Henry et al. (1997) trouvent qu'il manque *a priori* environ 130 objets dans cette dernière.

Toutefois, ce chiffre est trompeur car il ne tient pas compte de l'incertitude poissonnienne de l'échantillon à 5 parsecs (Reid et al. 2003). De plus, Reid et al. (1995) estiment que l'ensemble des étoiles ayant une magnitude visible inférieure à 15 (cela correspond à des naines de type M5.5-M6, voir Leggett (1992)) et se situant à moins de 10 parsecs est connu.

La figure 6.1 montre la densité d'étoiles (en pc^{-3}) ayant des types spectraux compris entre M0 et M5.5, et situés à une déclinaison supérieure à -16° (cela correspond aux étoiles de notre échantillon, mises à part les deux M6).

On constate que la densité d'étoiles à 5 parsecs est nettement plus élevée qu'à 9.25. La sphère de 5 parsecs est en fait la plus dense ; dans la partie droite de la figure 6.1, on voit clairement que la densité d'objets autour de 5 parsecs est plus élevée que partout ailleurs, alors que les autres valeurs sont du même ordre. Cette sphère n'est donc pas un très bon estimateur pour extrapoler sur la quantité d'objets à une distance donnée.

De nouveaux objets très proches ont été découverts, on sait donc que l'échantillon a

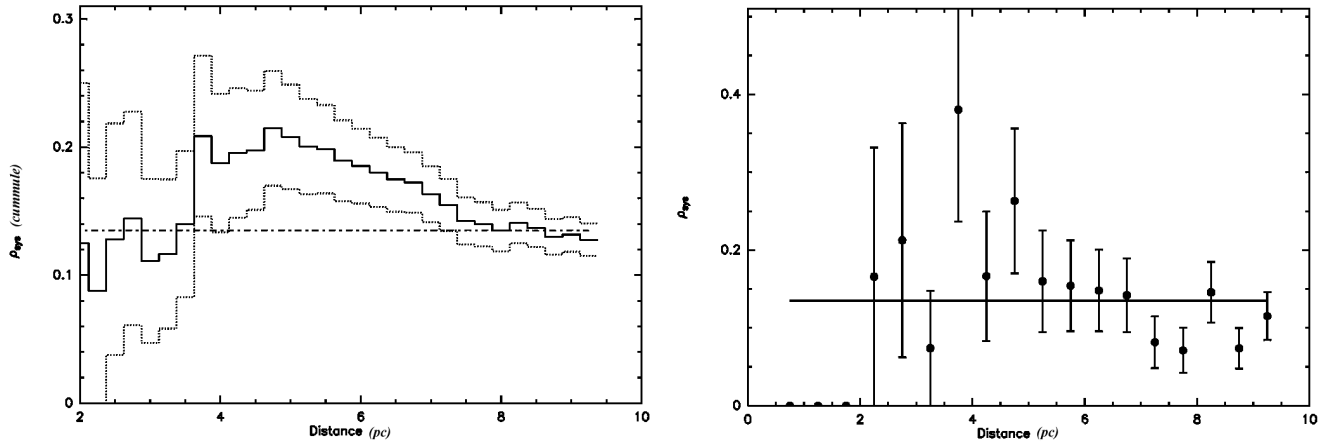


FIG. 6.1 – Densité d’objets en fonction de la distance au soleil. **A gauche** : la courbe en gras est la densité (cumulée) dans une sphère de rayon d , en fonction de ce rayon. Les courbes en pointillés correspondent à l’erreur à 1σ sur cette densité. **A droite** : densité d’étoiles dans une coquille de rayon extérieur d et d’épaisseur 0.5 parsec.

9.25 parsecs que nous avons utilisé n’est pas *totalem*ent complet. Toutefois, ces courbes montrent que nous ne devons pas non plus nous attendre à un déficit massifs d’objets, et qu’il est dangereux d’extrapoler le nombre d’objets à 10 pc à partir du nombre d’objets à 5 pc.

Une autre source d’information sur la qualité de l’échantillon provient des catalogues de mouvement propres comme ceux de Luyten, dont sont issues toutes les étoiles du voisinage solaire. De récentes études (Lépine et al. 2002, 2003b) de mouvement propre sur les objets les plus au nord ont conclu que ces catalogues étaient complets à 90% pour les étoiles de magnitudes $R=15$ pour les objets les plus au sud, ayant des mouvements propres compris entre 0.5 et 2 secondes d’arc par an. Une telle magnitude limite correspond à des naines rouges moins lumineuses que celles de notre échantillon, qui sont à $M_V < 15$. De plus, le nouveau catalogue LSR (Lépine, Shara, Rich) est complet à 99% et seule une naine M de type spectral M6 y a été ajoutée; sa distance estimée est pour l’instant de 10 ± 3 parsecs (Lépine et al. 2003a); ce chiffre doit être affiné via une mesure de parallaxe trigonométrique.

Toutefois, les distances et les types spectraux ne sont pas connus pour tous les objets observés, donc il n’est pas exclu, encore une fois, qu’il en manque quelques uns. Les études réalisées par Reid & Cruz (2002), Reylé et al. (2002), Phan-Bao et al. (2001) et Phan-Bao et al. (2003) ont permis la découverte d’un certain nombre de nouveaux objets dans une sphère de 20 parsecs, mais ont seulement ajouté deux objets à notre échantillon. Notre échantillon est complet jusqu’au type spectral M5, à peut-être quelques objets près.

On peut s'interroger sur l'influence de la place du plan galactique par rapport aux étoiles considérées dans ce genre d'étude de mouvement propre. En effet, la densité d'étoiles dans cette région peut rendre difficile la détection des étoiles possédant un mouvement propre. Mais dans le catalogue LSR, à la distance et aux magnitudes considérés dans notre échantillon, il n'y a pas de changement dans le taux d'objets manquants estimé en fonction de la latitude galactique. La figure 6.2 montre que dans notre échantillon, les latitudes faibles sont par ailleurs bien couvertes.

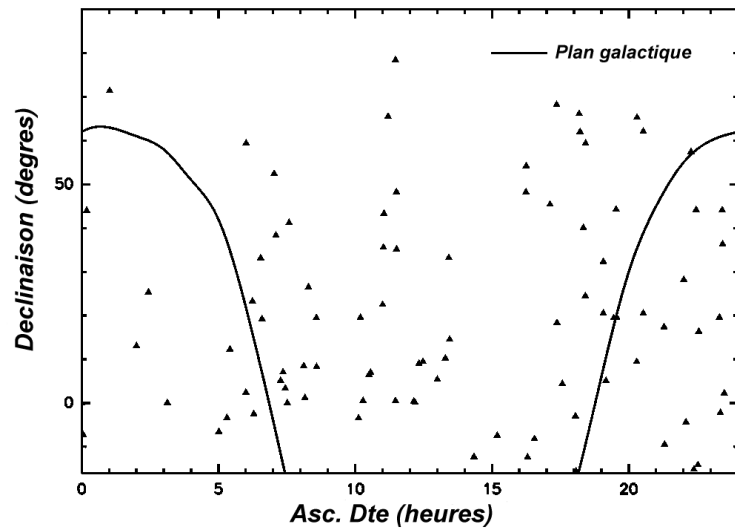


FIG. 6.2 – Position du plan galactique par rapport à nos objets (triangles) en ascension droite et en déclinaison.

Le dernier biais statistique pouvant influencer la qualité de notre échantillon est la mesure des distances pour les étoiles que nous considérons.

En general, les étoiles de cet échantillon bénéficient de mesures de parallaxes (notées π) très précises, comprises entre 1 et 4 mas pour la majorité d'entre elles. L'erreur estimée sur la distance pour ces objets est de 0.6%, ce qui nous permet d'être très confiants. Toutefois, un de nos objets fait exception. LP229-17 est à une distance très incertaine : on a $\pi = 124 \pm 45$. Cette étoile est susceptible d'être rejetée de l'échantillon.

Les mesures de distances pour nos objets ne paraissent malgré tout pas être un biais dangereux pour notre étude.

J'ai montré ici que les sources de biais possibles par rapport à la définition d'un échantillon *statistiquement adéquat*, c'est-à-dire limité en volume, ne devraient pas nous affecter dans des proportions gênantes. Il est probable que quelques objets de la sphère de 9.25 parsecs nous soient inconnus, mais cela ne devrait pas influencer notre étude.

Je vais maintenant détailler les propriétés des binaires et étoiles multiples de cet échantillon.

6.2 Les binaires de notre échantillon

Je vais détailler ici les informations qui ont été obtenues sur les binaires présentes dans notre échantillon. Ma participation à l'obtention de ces résultats a été bibliographique. J'ai en effet compilé les données présentes dans la littérature sur les binaires les plus vastes de notre étude, pour lesquelles nous n'avions pas de données orbitales.

Les binaires sont ici classées suivant leur période (ou séparation), mais aussi suivant le type et la quantité d'informations que nous possédons à leur propos : orbite déterminée ou non, binaire spectroscopique ou visuelle...

Les systèmes multiples sont dans notre échantillon au nombre de 24, parmi lesquels 14 binaires spectroscopiques. L'ensemble de ces systèmes est répertorié dans les tableaux que je fais figurer ici. Les parallaxes des objets sont issues des données HIPPARCOS.

6.2.1 Binaires serrées

6.2.1.1 Binaires observables en spectroscopie seulement

Ces binaires serrées sont détectables seulement en spectroscopie, car elles sont trop proches pour être résolues par imagerie. Notre échantillon en comprend 4, toutes de types SB2 (voir l'annexe B). Pour ces systèmes, il y a une indétermination sur la masse des composantes due à l'indétermination sur l'angle i d'inclinaison.

Nom	V	ΔV	π	M_1	M_2	P	e	M_1^*	M_2^*	$\sin(i)$	a	q
GI268 ²	11.47	0.44	157.2	0.210	0.184	10.42	.32	0.215	0.183	1.00	0.069	.851
G41-14 ³	10.89 ^(a)	0.72	132.9	0.255	0.207	7.56	.01	0.129	0.106	0.80	0.058	.822
GJ1230 ³	12.4	0.15	120.9	0.182	0.175	5.07	.01	0.237	0.226	1.00	0.045	.953
GI829 ²	10.35	0.00	148.3	0.285	0.285	53.22	.37	0.115	0.115	0.74	0.229	1.00

TAB. 6.1 – *Caractéristiques des binaires spectroscopiques. V et ΔV sont des magnitudes, la parallaxe est donnée en mas, les masses sont données en masses solaires et celles possédant une astérisque sont données modulo $\sin(i)$; P est en jours et a en U.A. Notes : (a) G 41-14 : Cet objet est triple. Les paramètres orbitaux sont issus de Delfosse et al. (1999). Indice 2 sur le nom : ces étoiles sont doubles. Indice 3 : elles sont triples. La magnitude visuelle donnée pour un système correspond à la magnitude totale de celui-ci.*

Les paramètres orbitaux sont déterminés à partir des données de vitesses radiales, sauf pour l'angle i d'inclinaison (voir annexe B) pour lequel il reste une indétermination.

Les masses sont donc déterminées *modulo* $\sin^3(i)$ et le demi grand axe de l'orbite *modulo* $\sin(i)$.

Les masses des deux composantes sont ensuite obtenues à partir de la luminosité en V, du contraste de magnitude, de mesures de parallaxes et de la relation masse-luminosité

déterminée par Delfosse et al. (2000).

Il faut noter que les rapports de masses $q = M_2/M_1$, déterminés par cette méthode, sont très proches de ceux calculés à partir des éléments orbitaux. Cela assure la validité de la première méthode de calcul.

Le demi grand axe est déterminé à partir des lois de Képler.

Toutes les caractéristiques orbitales de ces binaires sont résumées dans le tableau 6.1. La magnitude en V est obtenue à partir de la base de données SIMBAD. Le contraste de magnitude ΔV est calculé à partir des spectres. Les masses M_1 et M_2 proviennent des relations masse-luminosité, alors que les masse *modulo i* sont dérivées des éléments orbitaux.

6.2.1.2 Binaires dont toutes les caractéristiques sont connues

Les binaires dont les caractéristiques sont données dans le tableau 6.2 sont celles pour lesquelles l'ensemble des paramètres orbitaux a été déterminé.

Entrent dans cette catégorie les binaires de périodes intermédiaires, à la fois assez séparées pour être résolues en imagerie (ce qui permet la détermination de l'angle i), et assez proches pour être observées pendant au moins une période.

Nom	P	e	a	M_1	M_2	q	B.	O.	ref
Gl 234 A-B	5890	.37	4.30	0.20	0.10	0.51	SV	SV	Ségransan et al. (2000)
LHS 224 A-B	1186	.28	1.29	0.10	0.10	0.95	SV	SV	*
Gl 473 A-B	5713	.29	4.06	0.14	0.13	0.92	V	V	Torres et al. (1999)
Gl 623 A-B	1367	.63	1.96	0.42	0.12	0.28	SV	SV	*
Gl 644 Ba-Bb	2.966	.41	0.03	0.35	0.31	0.90	S	S	Ségransan et al. (2000)
Gl 644 Bab-A	627	.04	1.47	0.66 ⁽¹⁾	0.42	0.63	SV	SV	Ségransan et al. (2000)
Gl 661 A-B	4713	.75	3.00	0.39	0.31	0.79	SV	SV	*
Gl 747 A-B	2110	.27	2.40	0.21	0.20	0.93	SV	SV	Ségransan et al. (2000)
GJ 1245 A-C	5559	.32	3.65	0.13	0.08	0.61	SV	V	H90 ; HMC93
Gl 791.2 A-B	538	.52	0.97	0.29	0.13	0.45	V	V	Benedict et al. (2000)
Gl 831 A-B	703	.42	1.19	0.29	0.16	0.56	SV	SV	Ségransan et al. (2000)
Gl 860 A-B	16300	.41	9.45	0.26	0.17	0.65	V	V	H86 ; HMC93
Gl 866Aa-Ab	3.787	.00	0.03	0.12	0.09	0.78	S	S	Ségransan et al. (2000)
Gl 866Aab-B	823	.44	1.19	0.21 ⁽¹⁾	0.12	0.55	SV	SV	Ségransan et al. (2000)

TAB. 6.2 – Binaires de l'échantillon. Les colonnes B. et O. font référence respectivement au type de binarité et à la source des données orbitales. Un V signifie visuelle, et un S spectroscopique. Notes : (1) Pour le système triple la masse de la primaire est la masse totale de la binaire interne (la configuration est du type Bab pour Gl644 et Aab pour Gl 866). H90 signifie Harrington (1990); H86 signifie Heintz (1986), et HMC93 signifie Henry & McCarthy (1993). Les étoiles de la colonne ref signifient que nous avons déterminé ces éléments orbitaux.

Des systèmes de périodes très courtes figurent aussi dans cette catégorie parce que la présence d'une troisième composante permet la détermination de la masse totale du système. On peut ensuite déduire les masses individuelles à partir de la relation $q = M_2/M_1 = K_1/K_2$.

6.2.2 Binaires séparées

L'imagerie qui a été conduite sur cet échantillon n'est pas sensible aux séparations les plus larges, la taille du champ étant de $36'' \times 36''$. Les compagnons très séparés ont en général été détectés par recherche de mouvement propre. Van Biesbroeck (1961) a recherché par mouvement propre les compagnons de 650 étoiles. Les compagnons Gl 644C (VB8) et Gl 752B (VB10) ont été découverts ainsi.

Hinz et al. (2002) ont recherché par mouvement propre commun les compagnons de naines M à une distance maximale de 8 pc. Leur champ d'imagerie était de $8.4' \times 8.4'$. La sensibilité en contraste de l'instrument et la taille de champ observable leur permettaient de trouver des compagnons jusqu'à des masses de $40 M_J^1$ dans un rayon de 1480 U.A. (pour les objets les plus lointains, autour de 8 parsecs). Les deux systèmes triples de notre échantillon ont été observés pendant cette étude, et de nouveaux objets ont été découverts.

Cela nous assure que dans le domaine stellaire, tous les compagnons très séparés ont été découverts.

Les propriétés des binaires séparées de notre échantillon sont récapitulées dans les tableaux 6.3 et 6.4. Les éléments orbitaux ne sont pas tous connus pour ces objets, nous ne possédons donc pas la connaissance de l'orbite de ces objets. Toutefois le demi grand axe a pu être estimé à partir de la parallaxe et de la séparation angulaire observée. Fischer & Marcy (1992) ont effectué des simulations de Monte-Carlo leur permettant d'établir la relation que nous avons utilisée, qui est la suivante :

$$\langle a \rangle = \frac{1.26}{\pi} \cdot \langle \alpha \rangle \quad (6.1)$$

La séparation angulaire α est donnée par nos observations d'imagerie quand la binaire a pu être observée ainsi. Sinon, elle est obtenue à partir du *FK5 astrometric catalog* (Fricke et al. 1988, 1991).

Les masses sont déterminées à partir de la photométrie existant dans la littérature, de mesures de parallaxe et de la relation masse-luminosité donnée dans Delfosse et al. (2000). La période, est, une fois encore, obtenue à partir des lois de Képler.

¹Masse de Jupiter

Quand la photométrie est connue, les magnitudes visibles individuelles sont obtenues à partir d'études du spectre.

Objet	π	V	J	K	ref.	Ma(V)	Ma(J)	Ma(K)	Ma(D)
Gl 15 A	280.27	8.08	4.82	4.03	Leggett (1992)	0.45	0.41	0.40	—
Gl 15 B	280.27	11.07	6.77	5.97	Leggett (1992)	0.19	0.17	0.16	—
G89-32 A	113.6	13.97	—	—	Gliese ; H99	0.15	—	—	—
G89-32 B	113.6	13.97	—	—	Gliese ; H99	0.15	—	—	—
GJ 1116 A	191.2	14.06	—	—	Gliese	0.11	—	—	—
GJ 1116 B	191.2	14.92	—	—	Gliese	0.10	—	—	—
Gl 412 A	206.94	8.76	5.55	4.76	Leggett (1992)	0.45	0.39	0.39	—
Gl 412 B	206.94	14.40	8.66	7.85	Leggett (1992)	0.10	0.10	0.11	—
G41-14 Aa	132.9	11.71	—	—	Gliese - ★	0.26 ⁽¹⁾	—	—	—
G41-14 Ab	132.9	12.43	—	—	Gliese - ★	0.21 ⁽¹⁾	—	—	—
G41-14 B	132.9	12.23	—	—	Gliese - ★	0.22	—	—	—
Gl 643	153.96	11.77	7.54	6.74	Leggett (1992)	0.23	0.22	0.20	—
Gl 644 AabB	155.63	9.02	5.28	4.39	Leggett (1992)	—	—	—	1.08 ⁽²⁾
Gl 644 C	153.96	16.80	9.77	8.82	Leggett (1992)	0.10	0.09	0.09	—
GJ 1230 Aa	120.9	13.08	—	—	Gliese - ★	0.18 ⁽¹⁾	—	—	—
GJ 1230 Ab	120.9	13.23	—	—	Gliese - ★	0.18 ⁽¹⁾	—	—	—
GJ 1230 B	120.9	14.81	—	—	Gliese	0.12	—	—	—
Gl 725 A	280.28	8.90	5.20	4.44	Leggett (1992)	0.36	0.35	0.33	—
Gl 725 B	284.48	9.69	5.72	4.97	Leggett (1992)	0.29	0.27	0.25	—
Gl 745 A	115.91	10.78	7.31	6.53	Leggett (1992)	0.37	0.32	0.31	—
Gl 745 B	112.82	10.77	7.30	6.53	Leggett (1992)	0.37	0.33	0.32	—
Gl 752 A	170.26	9.12	5.50	4.66	Leggett (1992)	0.46	0.48	0.49	—
Gl 752 B	170.26	17.50	9.90	8.80	Leggett (1992)	0.11	0.08	0.08	—
GJ 1245 AC	220.2	13.48	7.78	6.89	Leggett (1992)	—	—	—	0.20 ⁽²⁾
GJ 1245 B	220.2	14.01	8.33	7.44	Leggett (1992)	0.11	0.11	0.10	—
Gl 896 A	160.06	10.37	—	—	Gliese	0.33	—	—	—
Gl 896 B	160.06	12.37	—	—	Gliese	0.19	—	—	—

TAB. 6.3 – *Les masses des composantes des binaires séparées, obtenues à partir de leurs photométrie et parallaxes et en utilisant la relation masse-luminosité. Ce sont toujours les mêmes unités qui sont utilisées. Le sigle Ma signifie masse, et le contenu des parenthèses est la source du calcul de masse : photométrie V, J K ; ou estimation dynamique. H99 signifie Henry et al. (1999). Notes : (1) cf table 6.1 ; (2) cf table 6.2*

Nom	α	M_1	M_2	P	a	q
Gl 15 A-B	34.95 ⁽²⁾	0.40	0.16	2631	157.1	0.40
G89-32 A-B	0.95 ⁽³⁾	0.15	0.15	62	10.5	1.00
GJ 1116 A-B	1.50 ⁽³⁾	0.11	0.10	67	9.9	0.90
Gl 412 A-B	27.32 ⁽²⁾	0.39	0.11	3034	166.3	0.28
G41-14 Aab-B	0.60 ⁽³⁾	0.46 ⁽⁴⁾	0.22	16	5.7	0.48
Gl 644 ABab-Gl643	94.05 ⁽²⁾	1.08 ⁽⁴⁾	0.20	18571	761.4	0.18
Gl 644 ABab643-Gl644C ⁽¹⁾	215.05 ⁽²⁾	1.28 ⁽⁴⁾	0.08	62295	1741.1	0.06
GJ 1230 Aab-B	5.17 ⁽³⁾	0.36 ⁽⁴⁾	0.12	570	53.9	0.33
Gl 725 A-B	12.60 ⁽³⁾	0.33	0.25	559	56.6	0.76
Gl 745 A-B	114.00 ⁽²⁾	0.31	0.32	54961	1239.2	0.97
Gl 752 A-B	76.59 ⁽²⁾	0.49	0.08	17873	566.8	0.16
GJ 1245 AC-B	7.20 ⁽³⁾	0.20 ⁽⁴⁾	0.10	482	41.2	0.50
Gl 896 A-B	5.29 ⁽³⁾	0.33	0.19	372	41.6	0.57

TAB. 6.4 – *Eléments orbitaux obtenus à partir de la distance, la photométrie et la séparation angulaire des binaires. α est en secondes d'arc, et P est en années. La période est déterminée par les lois de Kepler à partir de la masse et du demi grand axe. les autres unités sont inchangées. Pour les masses, on a considéré la masse donnée à partir de la magnitude en K quand elle était connue (tableau 6.3), et à partir de la magnitude visible sinon. La relation masse luminosité utilisé est en effet meilleure en bande K qu'en visible. Notes : (1) La primaire du système est constituée de Gl644AabB et Gl643; (2) La séparation angulaire fut obtenue à partir des FK5 astrometric catalogs; (3) La séparation engulaire vient d'observations avec PUE'O; (4) La masse de la primaire est la masse totale de la binaire interne.*

Chapitre 7

Simulations pour la correction des biais observationnels

7.1 But

Comme je l'ai expliqué dans les chapitres précédents, le principal but de l'étude effectuée sur cet échantillon d'étoiles de très faible masse est d'obtenir le taux de multiplicité de la population de naines M. Nous avons pour cela conduit un certain nombre d'observations, rendant possible l'obtention d'un taux de binaires et de paramètres orbitaux *observables*. Toutefois, ces données brutes acquises sur notre échantillon ne constituent pas le taux de multiplicité et les répartitions des paramètres orbitaux **réels** de la population des naines M.

En effet, il existe des biais observationnels, qui, bien que l'échantillon soit bien choisi (délimitation en distance et non en magnitude entre autres, voir le chapitre précédent) peuvent fausser le nombre de binaires observées.

Lorsqu'un objet est *vu* comme simple, c'est-à-dire lorsque les observations n'ont pas révélé de compagnon à celui-ci, on ne peut être sûr qu'il est effectivement isolé. En fait, il peut très bien posséder un ou plusieurs compagnons que les instruments ne détectent pas, pour diverses raisons : mauvaises conditions d'observation, calendrier mal choisi ne permettant pas de détecter des variations dans le cas de mesures de vitesses radiales... Ou, bien sûr, une limitation intrinsèque des instruments utilisés en terme de contraste ou de résolution. Ainsi, il est nécessaire de mesurer l'efficacité des observations qui ont été conduites, afin de corriger les informations mesurées (taux de multiplicité et caractéristiques des objets multiples) par rapport aux capacités observationnelles de notre étude.

Pour ce faire, il faut passer par des simulations d'observations, permettant d'évaluer les capacités des instruments, mais aussi la méthode observationnelle (calendrier d'observation par exemple), en soumettant ceux-ci à des tests virtuels.

C'est pourquoi j'ai conçu des simulations informatiques, écrites dans le langage FORTRAN 77, permettant d'évaluer ces biais. Je vais décrire le fonctionnement des codes que j'ai mis au point dans ce chapitre.

7.2 Principe général des simulations

Pour soumettre les méthodes d'observations utilisées à des tests, il faut recréer virtuellement le processus allant de la *mesure* d'une ou plusieurs grandeurs observables à la détection, ou non, d'un compagnon.

Les simulations d'observations sont basées sur le principe suivant : à partir d'une étoile ou d'un ensemble d'étoiles, considérées comme une (des) primaire(s) éventuelle(s), on crée x étoiles binaires *virtuelles* en tirant au sort x jeux de paramètres orbitaux pour chacune d'elles. Cela correspond à créer x compagnons simulés pour chacune de nos primaires, chaque jeu de paramètres orbitaux étant associé à un compagnon.

Etant donné qu'il faut déterminer l'incertitude sur les résultats obtenus pour la méthode réelle d'observation, l'ensemble d'étoiles testé sera bien sûr l'échantillon de naines M du voisinage solaire décrit au chapitre précédent.

On considère une adjonction d'un compagnon à une étoile à la fois. Donc, si on crée 100 compagnons à une étoile, on teste en fait 100 situations de binarité différentes et on les considère individuellement.

Cette méthode permet de tester un grand nombre de configurations de binarité pour chacune des étoiles, et donc de savoir dans quelle mesure différents types de compagnons sont décelables.

Un jeu de paramètres orbitaux comprend sept valeurs, qui sont : distance à l'observateur, masse de la primaire (M_1), période (notée P), rapport de masse (masse de la secondaire sur masse de la primaire, noté R_m), angles orbitaux (i , ω et Ω , voir figure B.3), date de passage au périastre (T , en jours juliens), et excentricité notée e (voir annexe B). Ces paramètres orbitaux sont indépendants, et un jeu de paramètres de ce type définit de façon unique un compagnon. Les tirages au sort sur la valeur de chaque paramètre pour chaque jeu permettent d'explorer de façon aléatoire toute la gamme de compagnons possibles au moment de la création de ceux-ci. Pour cela, on se donne au départ des distributions pour chaque caractéristique orbitale. Cela permet de respecter dans le programme la gamme de valeurs observée pour chaque paramètre, mais aussi la probabilité associée à chaque valeur.

Je reviendrai sur les types de distributions utilisées dans une description détaillée de chaque simulation réalisée.

Ensuite, il s'agit de tester la détectabilité de l'ensemble des compagnons créés pour chaque étoile, par rapport à nos méthodes d'observations. Il faut donc modéliser le processus de mesure des instruments utilisés et les conditions d'observation. Le code transforme au cours d'une première étape ces paramètres physiques en propriétés **mesurables** par les instruments.

L'étude de cet échantillon ayant été réalisée à l'aide du spectrographe ELODIE (Observatoire de Haute-Provence) et de la caméra PUE'O du CFHT (imagerie avec optique adaptative), ce sont les performances de ces instruments que j'ai cherché à recréer. Les

grandeurs physiques liées à la détection éventuelle d'un compagnon par ces techniques sont :

- Pour l'étude spectroscopique : la vitesse radiale de la primaire et la séparation des deux composantes de la binaire pour chaque date d'observation.
- Pour l'imagerie : les magnitudes des deux objets en bande K, qui fut la bande d'observation, et leur séparation à la date des observations.

Il est important de noter ici qu'une variation de vitesse radiale ne peut être recherchée que *via* un suivi, alors qu'une image n'est prise, sous réserve de bonnes conditions (seeing...) qu'une seule fois. Il y a donc plusieurs observations considérées lorsqu'on s'intéresse aux vitesses radiales, alors qu'une seule date est nécessaire pour obtenir le test d'imagerie. Toutefois, il est bien évident que si une seule image prise d'un objet est suffisante pour détecter une binaire visuelle, il n'est pas exclu que l'objet en soit une même si l'image prise ne le montre pas. En pratique, une binaire non résolue pendant la première observation du fait d'effets de projection par exemple, peut très bien être détectée lors de la seconde observation. Le principal paramètre pour ces détections de binaires visuelles est la séparation, et une condition adéquate a dû être trouvée pour modéliser cet effet.

Les caractéristiques techniques et donc la sensibilité aux grandeurs mesurables des instruments utilisés étant connus, on peut déterminer pour chaque compagnon virtuel s'il aurait pu être détecté par l'une ou l'autre des méthodes. Dans le code existent ainsi deux tests correspondant aux deux moyens d'observation. Pour valider une détection, il faut que la binaire virtuelle ait été détectée par au moins l'une des deux méthodes. Cela correspond au critère réel utilisé.

En générant un grand nombre de compagnons pour chaque primaire testée, on obtient un taux de détection, c'est-à-dire le nombre de compagnons détectés sur le nombre total créé. Le nombre élevé de compagnons créés m'a permis de m'assurer un minimum d'erreur statistique. Il a d'ailleurs été augmenté progressivement durant la phase de mise au point du programme jusqu'à stabilisation des résultats.

Deux types de simulations ont été mis en œuvre :

- des simulations **exploratoires** qui testent la détectabilité de compagnons à côté de trois étoiles représentatives pour notre échantillon. Ces simulations m'ont permis d'obtenir des résultats généraux, de tester l'influence de certains paramètres, et surtout d'évaluer le poids des biais observationnels de façon préliminaire. Ce sont ces simulations et leurs résultats que je vais décrire dans ce chapitre.
- une simulation **objet par objet** (je reviendrai sur cette dénomination), complète et concernant toutes les étoiles qu'il nous fallait tester pour corriger le taux de multiplicité. Elle a permis d'obtenir le taux de détection final sur chaque primaire de notre échantillon, et ainsi de corriger les distributions des éléments orbitaux et le taux de multiplicité observé. Je donnerai les détails concernant cette simulation plus raffinée et ses résultats dans le chapitre suivant.

7.3 Tirage au sort sur une distribution

Dans toutes les simulations, les tirages au sort nécessaires à la création de compagnons *artificiels* sont réalisés selon la méthode de Monte-Carlo. Pour tirer au sort une ou plusieurs valeur(s) d'un paramètre pour lequel on possède une distribution de probabilité, qui constitue une contrainte sur ce tirage, on procède de la manière suivante :

- Un nombre correspondant à une valeur possible du paramètre est tiré au sort (étape (1)). Il suffit pour cela d'utiliser une simple fonction aléatoire (exemple `rand` en fortran...).
- On regarde quelle est sa probabilité d'apparition p , qui est donnée par la distribution.
- On choisit aléatoirement un nombre n entre 0 et 1, et on le compare à la probabilité p .
- Si $n \leq p$, le tirage est accepté. Sinon, on recommence à l'étape (1).

Il faut noter que les distributions des éléments orbitaux, sur lesquelles je reviendrai, sont considérées comme continues. Pour celles qui sont au départ du type histogramme par exemple, il faut donc utiliser une fonction d'*interpolation*. J'ai utilisé dans mes simulations une routine de ce type écrite à l'origine par Thierry Forveille.

Grâce à ces règles, on peut prendre aléatoirement beaucoup de valeurs d'une grandeur en respectant la distribution imposée initialement pour celle-ci.

7.4 Simulations exploratoires

Ces premières simulations ont eu pour but de nous éclairer sur l'efficacité de nos observations de façon préliminaire. Il s'est agi, à ce niveau, d'estimer de façon grossière les biais observationnels. Cette première série de simulations nous a permis de nous assurer que les biais n'atteignaient pas des valeurs trop élevées, et ainsi de juger de l'opportunité de simulations plus complètes et plus raffinées.

Pour cette première étude, je me suis intéressée à des cas typiques de notre échantillon de naines M. Nous avons choisi trois types spectraux représentatifs de celui-ci, ainsi que d'autres paramètres caractéristiques (nombre d'observations, luminosité) correspondant à de *vraies* étoiles de l'échantillon. J'ai ainsi simulé des compagnons pour trois étoiles de types spectraux respectifs M0, M3.5 et M5. Cela revient à fixer trois masses de primaires dans le programme, qui correspondent par ailleurs aux étoiles comme suit : étoile de type M5 : GJ1156 ($0.14M_{\odot}$), étoile M3.5 : G1643 ($0.175M_{\odot}$), et étoile M0 : G1424 ($0.557 M_{\odot}$). Ces trois étoiles permettent d'effectuer trois simulations distinctes. Dans chacune d'elle, une seule primaire est étudiée et on génère pour celle-ci un certain nombre de compagnons virtuels sur le principe décrit plus haut. On obtient ainsi des résultats caractéristiques de notre étude, qui nous permettront une bonne estimation préliminaire de celle-ci.

Je vais maintenant décrire en détail les paramètres et les méthodes introduits dans ces premiers codes.

Certaines des caractéristiques orbitales des compagnons virtuels générés par le programme sont fixés plutôt que choisis aléatoirement :

- La distance entre les systèmes créés et l’observateur : c’est la valeur réelle qui est utilisée. Cela correspond à 6.5 pc pour les simulations concernant les étoiles Gl 643 et GJ 1156, et à 9.1 pc pour Gl424.
- On ne considère pas les compagnons moins massifs que $0.013M_{\odot}$, afin de se limiter à des binaires *stellaires* (étoiles et naines brunes, pas de planètes). Cela correspond à notre objectif puisque la présence de systèmes planétaires ne convient pas à la définition du taux de multiplicité que nous cherchons à obtenir par cette étude.
- On fixe le nombre d’observations virtuellement réalisées à l’aide du spectrographe à sept. C’est un nombre typique par rapport à l’étude faite sur notre échantillon (voir le tableau récapitulatif des observations dans l’annexe A). On verra que ce paramètre a , de toute manière, a une influence limitée.
- On explore une grille période-rapport de masse pour les compagnons. Cela signifie qu’on découpe l’étude en plusieurs étapes pour chacune desquelles on fixe des couples (P, R_m) . Pour chaque étape (P, R_m) correspondant à un point de la grille, mille compagnons virtuels sont créés par tirage au sort (ou choix) des éléments orbitaux non encore fixés. On mesure pour chaque étape un taux de détection. Le résultat d’une simulation se présente donc sous la forme d’une grille (P, M_2) pour laquelle on a, en chaque point, un taux de détection. Ces résultats sont aisément représentés sur un graphique en trois dimensions.
- L’excentricité de l’orbite du compagnon est un paramètre important et on souhaite étudier son influence. Sa valeur est successivement fixée à 0, 0.5 et 0.9. Pour une simulation, sa valeur est fixée à l’une de celles-ci. Chacune des primaires choisies va donc donner lieu à trois simulations, correspondant à trois valeurs d’excentricité différentes.

Les méthodes de choix de ces caractéristiques étant posées, les autres éléments orbitaux sont choisis aléatoirement comme suit :

- Angles orbitaux : il y en a trois (voir la figure B.3 dans la partie B). Ils sont tirés au sort sur des distributions plates, sauf pour i , dont la distribution est connue pour être en $\sin(i)$.
- Date de passage au périastre (en jours juliens) : elle est choisie de façon aléatoire sur une distribution plate ayant pour largeur la période de cette binaire.

Enfin, les caractéristiques *mesurables* des binaires générées sont comparées aux spécifications des instruments, pour déterminer s’il y aurait eu détection de chacune de ces binaires. Pour obtenir ces caractéristiques mesurables, j’ai utilisé des programmes de calcul d’orbites écrits une fois encore par Thierry Forveille. En effet, à partir de la période et des autres éléments orbitaux, il me fallait pouvoir accéder aux valeurs de séparations et vitesses radiales à n’importe quelle date.

Le nombre de compagnons générés pour chaque point de ma *grille d'exploration* n'a pas été fixé d'emblée. Il a fallu trouver un bon compromis entre le temps de calcul et la minimisation des biais du programme. En pratique, j'ai augmenté progressivement le nombre de binaires créées jusqu'à stabilisation des résultats fournis par le programme. J'ai ensuite fixé le nombre utilisé systématiquement dans les simulations à une valeur légèrement supérieure à celle correspondant au point de stabilité. Cela m'a permis de déterminer que prendre mille compagnons en chaque point de la grille devait permettre de nous affranchir de biais numériques.

Par chance, le temps de calcul pour une simulation, lorsqu'on utilise cette valeur, est relativement limité, puisqu'il est de l'ordre de 10 à 15 minutes sur les machines du LAOG (la machine utilisée possède 4 processeurs de 375 MHz).

Les graphiques de détection obtenus pour chaque primaire, au nombre de trois, permettent de visualiser l'efficacité de notre programme observationnel (voir la figure 7.2 qui présente les résultats des simulations), et d'avoir des informations déjà précises sur celui-ci.

7.5 Conditions de détections

Pour qu'une détection soit considérée comme effective sur une des binaires créées par le programme, il faut que le compagnon ait été repéré, soit grâce à l'imagerie avec optique adaptative, soit à l'aide du suivi spectroscopique.

Chacune de ces méthodes est représentée dans le code sous la forme d'un test sur les grandeurs mesurables pour un compagnon.

- Pour qu'une binaire soit détectée par notre instrument d'optique adaptative, il faut que la séparation entre les deux composantes soit suffisante, c'est-à-dire supérieure à 0.07 secondes d'arc (la taille de deux pixels de KIR), mais pas excessive : elle ne doit pas dépasser 18 secondes d'arc. Ce chiffre correspond à la demi-largeur maximale du champ de KIR. On suppose ici que l'étoile cible est placée, pendant les observations, à peu près au centre du détecteur, ce qui est réaliste. En outre, la différence de magnitude entre les deux composantes ne doit pas dépasser un maximum qui dépend de la séparation des deux objets (voir la section 7.6).
- Pour qu'il y ait détection en spectroscopie d'un compagnon, il faut que la dispersion des vitesses radiales de la primaire sur l'ensemble des mesures soit supérieure à une valeur fixée, qui dépend de la primaire. La dispersion en vitesse radiale σv_r se calcule de la façon suivante :

$$\sigma v_r = \sqrt{\frac{1}{n} \Delta v_r} \quad \text{avec} \quad \Delta v_r = \sum_{i=1}^n \left(v_r(i) - \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n v_r(i) \right)^2$$

Où n est le nombre d'observations, et $v_r(i)$ la vitesse radiale mesurée lors de la i -ème observation spectroscopique.

Dans le programme, on fixe un seuil de dispersion. Si une valeur de dispersion calculée sur une binaire simulée dépasse ce seuil, alors la détection d'un compagnon est effective. La difficulté est de trouver où placer la valeur de seuil pour qu'elle ait cette signification sans ambiguïté, par rapport aux mesures effectuées réellement sur les binaires de l'échantillon. En fait, le seuil au delà duquel on peut estimer avoir découvert un compagnon varie en fonction du type spectral. Considérons par exemple le type spectral M3.5. Toutes les étoiles de type M3.5 de l'échantillon pour lesquelles on a mesuré une dispersion supérieure à 150 m.s^{-1} possèdent des compagnons confirmés. *A contrario*, pour les étoiles de type M3.5 possédant une dispersion inférieure à cette valeur, nous n'avons pas de conclusion claire sur leur binarité pour des problèmes de bruits divers. Par conséquent, pour les étoiles de type M3.5, c'est la valeur de 150 m.s^{-1} qui correspondra au seuil de détection d'un compagnon.

Pour l'étoile de type M0, on a considéré la même valeur, pour les mêmes raisons. Mais l'activité chromosphérique des naines M peut compliquer le choix de cette valeur, car elle augmente la dispersion en vitesse radiale (*cf* chapitre 1). Ainsi, pour une étoile de type M5 par exemple, il faut mesurer au moins 500 m.s^{-1} de dispersion pour que l'on puisse considérer avoir découvert une étoile double. Cette limitation est évidemment un problème de taille pour l'obtention d'informations sur les étoiles actives, comme je l'ai déjà signalé dans la partie décrivant les objets étudiés.

7.6 Relation séparation-magnitude

La relation établissant le lien entre la séparation des deux composantes d'une binaire et la différence de luminosité maximum permettant une détection (en bande K) avec l'instrument PUE'O est représentée dans la figure 7.1.

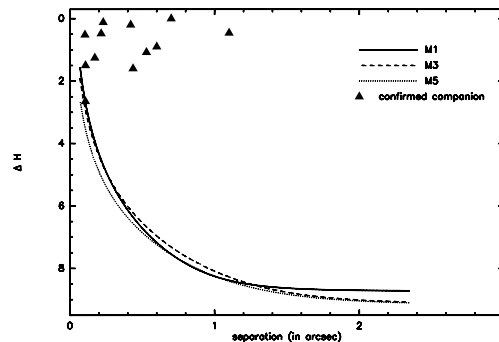


FIG. 7.1 – Sensibilité de PUE'O. Les courbes sont les limites de détections, montrant la différence de magnitude acceptable entre les deux composantes en fonction de la séparation. Elles sont tracées pour trois types spectraux typiques de notre échantillon : M1V, M3V et M5V. Les triangles pleins correspondent à des objets ayant des compagnons confirmés.

J'ai déjà donné les détails concernant ces courbes dans le chapitre 5, mais je la fais figurer ici pour plus de facilité.

7.7 Résultats

Je présente ici quelques résultats bruts tels que donnés numériquement par les simulations que je viens de décrire. La figure 7.2 donne la représentation du taux de détection des compagnons sur un plan (P, M_2) , pour les trois primaires de types spectraux M0, M3.5 et M5. et M5.

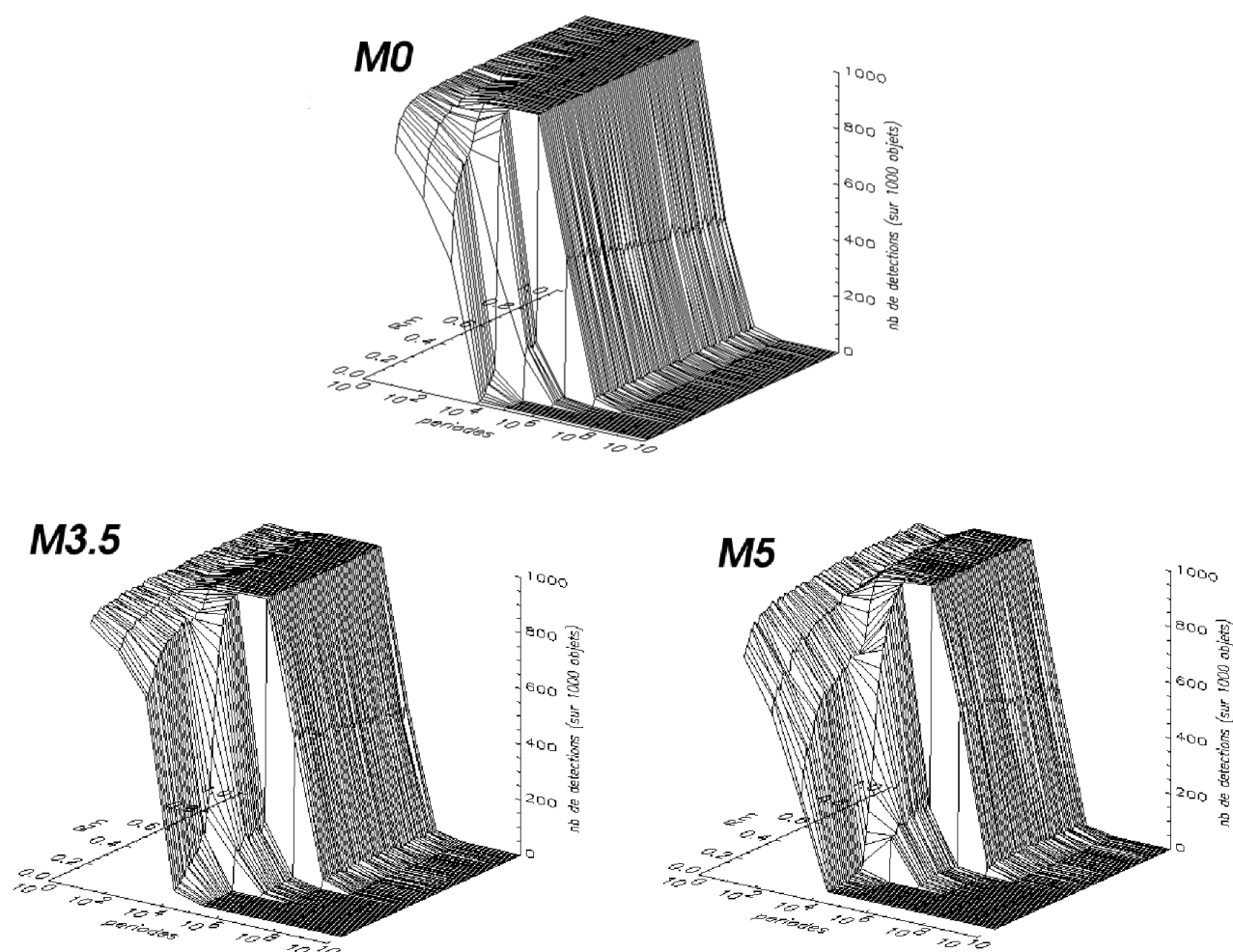


FIG. 7.2 – Taux de détection des compagnons en fonction de la masse de la secondaire et de la période de la binaire, pour les primaires de types M0, M3.5 et M5. Les périodes sont en jours. Pour ces figures, l'excentricité a été fixée à 0.5.

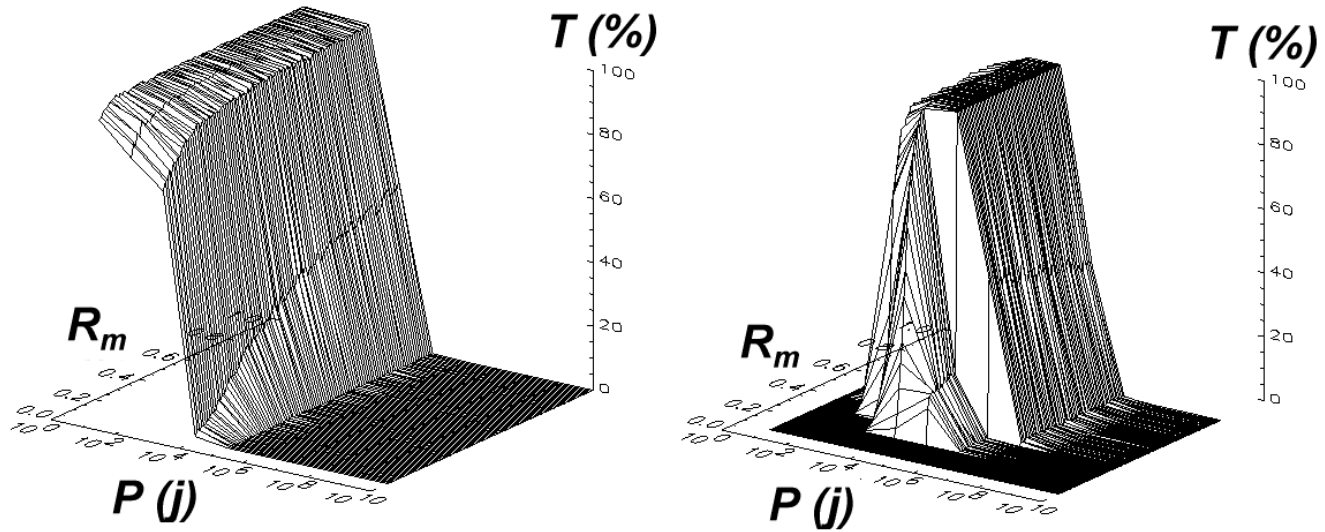


FIG. 7.3 – Taux de détections (T) obtenu grâce au suivi spectroscopique (à gauche) et grâce à l'imagerie avec optique adaptative, séparément, pour une primaire de type M3.5. Les résultats sont tracés en fonction de la période P en jours et du rapport de masse entre les deux composantes des binaires virtuelles, noté R_m .

Plusieurs caractéristiques intéressantes de ces courbes donnent de suite des informations sur l'efficacité de détection des compagnons dans notre programme :

- Tout d'abord, les taux de détection sont très bon, puisqu'ils atteignent ou dépassent le plus souvent 90%.
- Comme cela était prévisible, plus la masse de la primaire est élevée, plus le taux de détection est bon : entre la courbe de la M5 et celle de la M0, une chute est nettement visible. Toutefois, ce facteur influence les détections à faibles périodes (spectroscopie) mais ne porte pas à conséquence sur les détections de plus grandes séparations (imagerie).
- Les taux de détection, dans les trois cas, baissent si la masse de la secondaire est faible. Rappelons que dans ce cas les masses des secondaires générées peuvent descendre jusqu'à $0.013 M_{\odot}$. Les naines brunes seront exclues de l'étude suivante (deuxième type de simulation) afin de rester dans un domaine de détection optimal.
- A partir d'une certaine valeur de période ($P=10^5$ jours), le taux de détection baisse significativement. Toutefois, il reste très bon (au dessus de 85 % pour la M3.5) jusqu'à cette période. Cette valeur de période correspond à des compagnons dont la séparation est trop grande pour leur permettre d'être dans le champ de PUE'O. Par ailleurs, ce type de compagnon n'est pas détectable en spectroscopie.
- La complémentarité des deux méthodes de détection apparaît dans le creux que l'on peut voir dans les trois figures au niveau de $P=10^3$ jours environ. En fait,

pour les périodes inférieures les détections de compagnons sont obtenues grâce à la spectroscopie, mais elle faiblit autour de $P=10^3$ jours et c'est ensuite l'imagerie avec optique adaptative qui prend le relais. La figure 7.3 permet de mieux constater ce fait.

Les taux de détection en spectroscopie et en vitesse radiale sont présentés séparément. Le *creux* de détection correspond à une gamme de période pour laquelle la spectroscopie n'est plus efficace alors que l'imagerie n'est pas encore optimale. Cela illustre la complémentarité des deux méthodes.

7.8 Influences de différents paramètres

J'ai testé l'influence sur les résultats de différents paramètres, tels que le calendrier d'observations, plus précisément le nombre d'observations en spectroscopie, mais aussi le type de choix pour l'excentricité des binaires créées (distribution uniforme entre 0 et 1, valeur médiane...).

7.8.1 Excentricité des orbites

Ce paramètre peut *a priori* influencer le taux de détection des compagnons, puisqu'il modifie la forme de l'orbite et donc aussi bien la séparation apparente des composantes de la binaire (imagerie) que les vitesses radiales respectives des deux objets (spectroscopie). Pour connaître le poids de ce paramètre sur le taux de détection calculé par le programme, on simule l'observation d'une étoile de type M3.5 dans plusieurs cas distincts :

- En bloquant l'excentricité e des orbites des compagnons générés successivement à quelques valeurs typiques.
- En se servant d'une distribution uniforme de e avec un tirage au sort.

La figure 7.4 montre les résultats obtenus en fixant l'excentricité à quelques valeurs différentes.

On voit clairement sur ces diagrammes que l'excentricité de l'orbite du compagnon n'a une influence significative et négative que pour les compagnons possédant à la fois une période courte et une masse faible, et encore seulement si l'excentricité est proche de 1. Cela apparaît dans le résultat obtenu pour $e = 0.9$.

Un

Une distribution uniforme d'excentricité (voir section précédente) semble donc être un bon choix. On pourrait en fait se limiter à fixer e à une valeur médiane (0.5 par exemple), les résultats semblant alors similaires.

Puisque les deux types de choix possibles pour e donnent les mêmes résultats, j'ai utilisé une distribution uniforme.

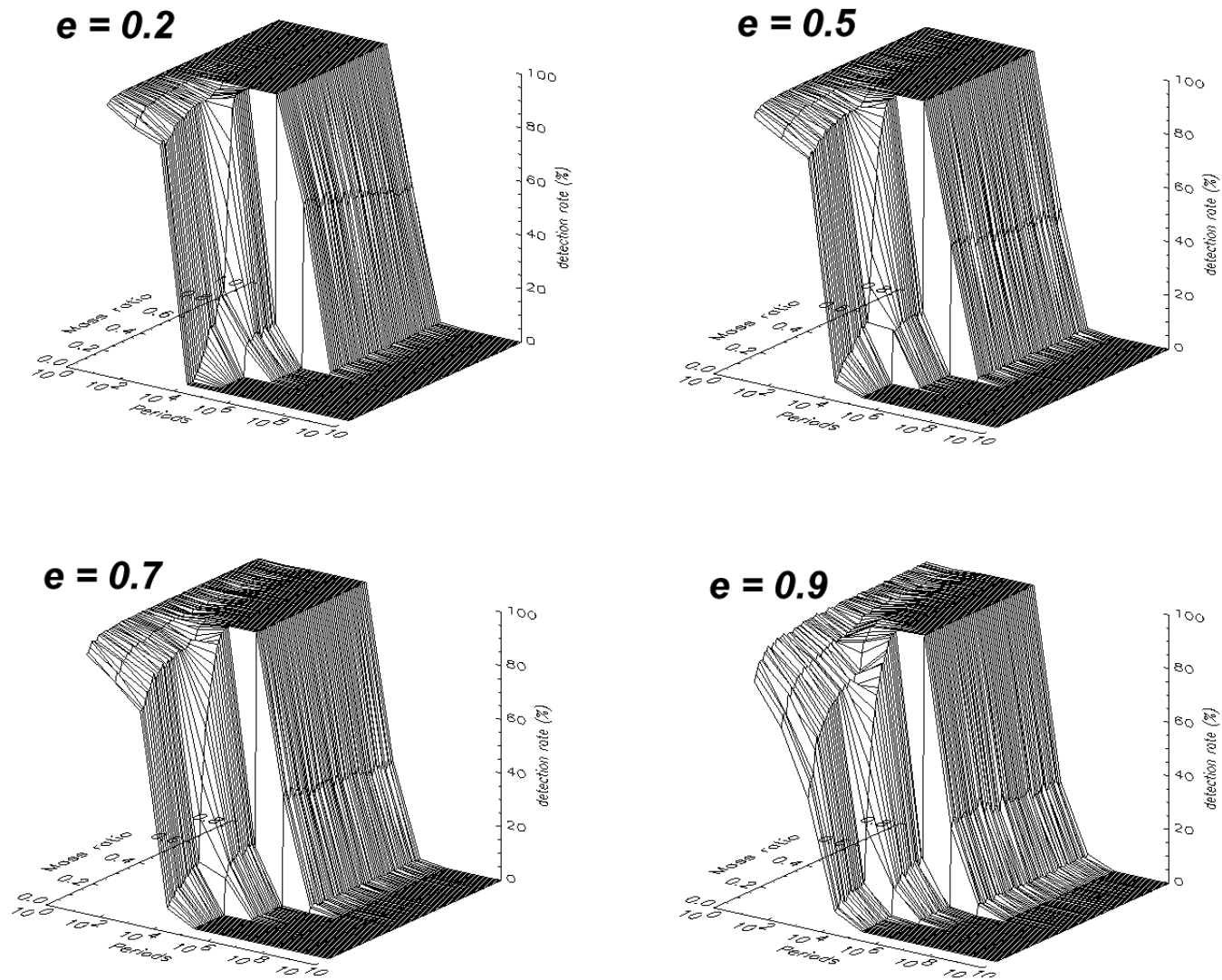


FIG. 7.4 – Influence de l'excentricité sur le taux de détection : Différentes courbes de taux de détection pour des valeurs fixées d'excentricité, précisées sur les courbes.

7.8.2 Calendrier d'observation

J'ai mis en œuvre des simulations afin de déterminer si le calendrier d'observation, précisément le *nombre* d'observations, était suffisant.

Comme le montre la figure 7.5, une seule observation en imagerie est suffisante pour obtenir un taux de détection optimal. Dans les simulations, la date d'observation choisie est la première date d'observation en spectroscopie (pour des questions pratiques), et elle reste aléatoire. L'influence des cas où des compagnons ne sont pas détectés faute d'une séparation suffisante par exemple est compensée par le grand nombre de compagnons du

même type considéré (1000).

Toutefois, l'ensemble de nos objets a bien sûr été observé plusieurs fois en imagerie afin de détecter l'ensemble des compagnons.

On s'intéresse donc ici au calendrier d'observations spectroscopiques.

Le but est de déterminer le nombre de spectres nécessaires pour être sûr qu'une étoile est double ou pas. L'étude ne porte donc pas sur les dates en elles-mêmes, qui sont choisies parmi un jeu de dates réelles d'observations sur un même objet, mais uniquement sur le nombre de spectres recueillis.

Le nombre de spectres pris est fixé successivement dans le programme à quatre valeurs différentes : trois, cinq, sept et neuf. Les différents résultats sont visibles dans la figure 7.6.

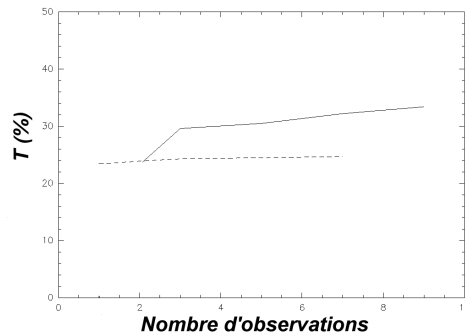


FIG. 7.5 – *Efficacité des méthodes d'observation.* J'ai représenté le taux de détection des compagnons pour l'imagerie (trait pointillé) et la spectroscopie (trait plein) en fonction du nombre d'observations. Les taux de détections sont exprimés sur l'ensemble des compagnons créés puis séparés pour les deux méthodes, ce qui explique leur valeurs qui sont complémentaires.

Pour trois observations, on a un taux global de détection de 30%. Et ces figures montrent qu'à partir de cinq spectres pris, on arrive à un maximum de détection. Augmenter le nombre d'observations ne fait plus varier les résultats ensuite. Cela apparaît encore mieux dans la figure 7.5, qui montre le taux de détection de chaque méthode, imagerie et spectroscopie, séparément. Cela permet d'abord de se rendre compte de façon immédiate que l'O.A. est efficace dès une observation, avec une progression très lente au-delà d'une mesure. Pour la spectroscopie en revanche, les résultats s'améliorent très vite avec le nombre d'observations au départ, puis sont relativement stables.

Or, la majorité des étoiles de l'échantillon (69.5%) ont été observées plus de sept fois, 23.8% l'ont été entre 5 et sept fois, et seulement 6.7% ont été observées moins de trois fois.

On peut donc de façon réaliste fixer le nombre d'observations à sept pour ces simulations.

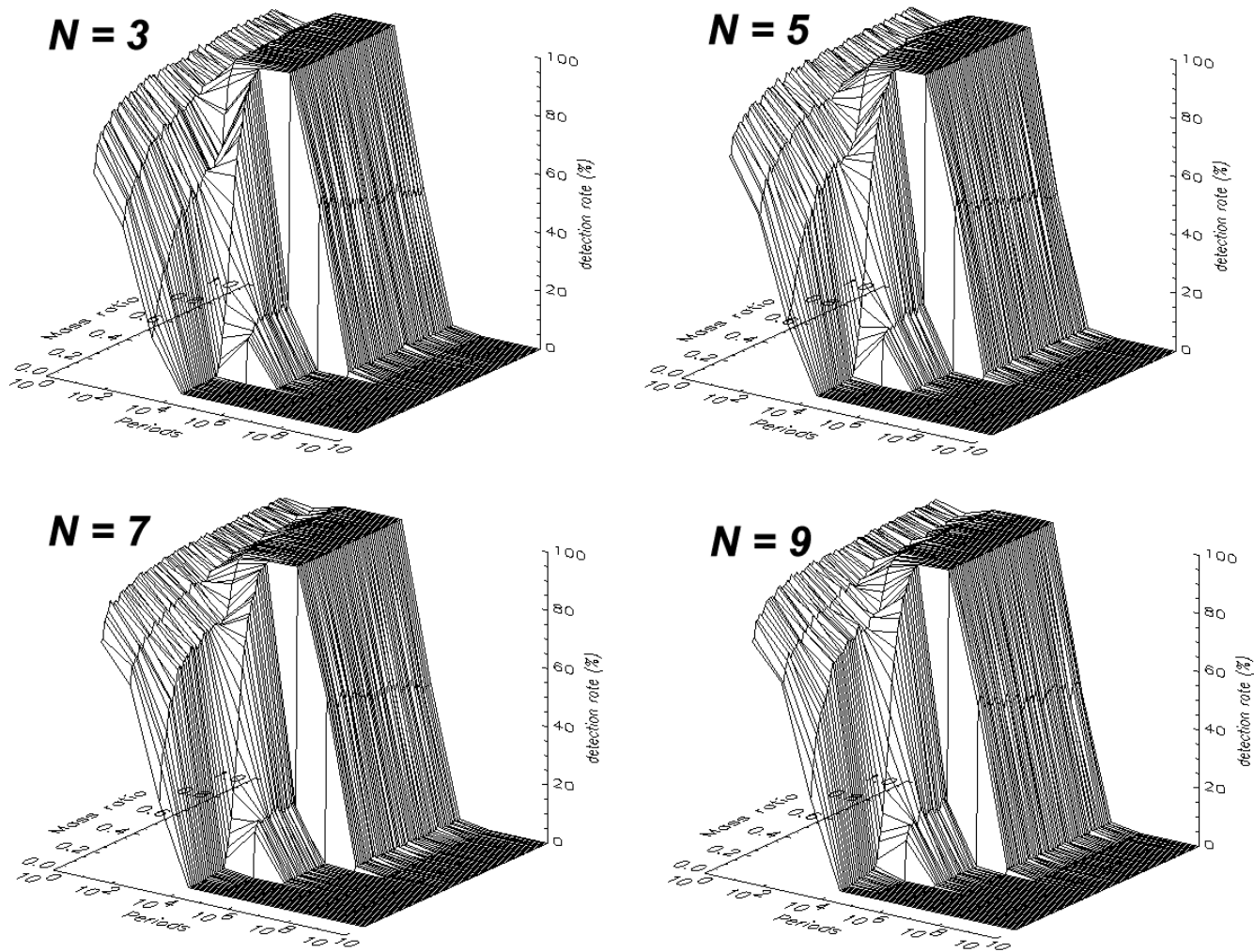


FIG. 7.6 – Influence du calendrier d'observation : Taux de détection (en pourcent) sur un plan masse de la secondaire (en masse solaire) - période (en jours). On a tracé différents résultats correspondant à des nombre d'observations en spectroscopie, noté N . Périodes en jours.

7.9 Informations apportées par les simulations générales

Au vu de ces seules simulations, il apparaît déjà que les corrections à apporter par rapport à notre taux de détection des compagnons seront minimales, car les taux de détections sont excellents tant que les périodes sont inférieures à 10^5 jours. Toutefois, la suite de l'étude va se limiter aux périodes inférieures car nous savons que nous ne pouvons pas détecter les compagnons possédant de grandes séparations. D'ailleurs, toutes les données relatives aux systèmes binaires de périodes longues sont issues de la littérature.

De plus, aucun nouveau compagnon séparé (entre 100 et 1400 U.A.) n'a été découvert à

moins de 8 parsecs (Hinz et al. 2002), donc les binaires de grandes séparations doivent avoir été majoritairement détectées.

Chapitre 8

Simulations raffinées et résultats

Les premières simulations effectuées pour évaluer les méthodes d'observations utilisées sur l'échantillon de naines M nous ont apporté des informations précieuses. Grâce à ces résultats, j'ai pu constater que l'excellente fiabilité préliminaire de notre programme observationnel permettait de pousser plus loin les simulations pour l'étude des biais. En particulier, cela m'a permis de chercher à obtenir une estimation chiffrée de l'erreur commise en calculant le taux de multiplicité de cette population stellaire, ainsi que les biais éventuels influençant les distributions mesurées des paramètres orbitaux.

Dans ce chapitre, je vais décrire la seconde simulation que j'ai ainsi pu conduire. Comme je l'annonçais au début du chapitre précédent, il s'agit cette fois de simuler complètement le déroulement des observations conduites sur cet échantillon. On considère l'ensemble des observations et on prend le moins de libertés possible avec les réalités observationnelles, dans les limites des difficultés de simulations bien sûr.

8.1 Simulation objet par objet : caractéristiques

Pour ces simulations, on s'intéresse au départ à l'ensemble de l'échantillon. Toutefois, lorsqu'un objet a déjà été détecté comme binaire, il n'est pas utile de le tester. En revanche, si le compagnon de cet objet est séparable observationnellement de celui-ci, c'est-à-dire s'il a été observé indépendamment de sa primaire, il est intéressant (et possible!) de procéder à des tests de détection sur lui. En effet, même si la détection d'un compagnon au compagnon ne change pas le poids de la primaire dans le calcul du taux de multiplicité, les distributions des éléments orbitaux pour la population peuvent s'en trouver modifiées.

Je me suis donc intéressée, pour ces simulations, aux objets de notre échantillon qui sont considérés comme *simples*. Il s'agit de toutes les étoiles cibles du programme ne présentant aucun compagnon, et de tous les compagnons séparés de leur primaire et pouvant donc être observés individuellement. En tout, il y a ainsi 79 objets à tester. Le test consistant à obtenir, par le biais de simulations analogues aux précédentes, un taux de détection *global* (concernant tous les types de compagnons) pour chacune de ces étoiles.

On souhaite aussi savoir quels types de compagnons ne peuvent être détectés par nos méthodes d'observations.

Il sera ensuite possible de corriger le nombre d'étoile binaires de notre échantillon, et d'obtenir le taux de multiplicité *réel* de la population étudiée.

Ces simulations sont basées sur les mêmes principes que les précédentes.

On se donne, en entrée du programme, un jeu de données sur chaque objet à tester : **magnitude** en V ou si possible en K, bande pour laquelle la relation masse-luminosité est meilleure, **masse** calculée à partir de cette relation, distance réelle, calendrier réel d'observations en spectroscopie, rms mesuré sur les vitesses radiales. Pour les observations en optique adaptative, on considère comme calendrier d'observation une seule date, que l'on prend comme la première date d'observation en spectroscopie.

Pour le calcul des masses des primaires, j'ai utilisé :

- La relation empirique donnée dans Delfosse et al. (2000) si la magnitude connue est en V.
- La relation théorique de Chabrier & Baraffe (1998) si la magnitude connue est en K.

Le code utilise la magnitude en K préférentiellement, et n'utilise les magnitudes visuelles que si l'autre bande fait défaut.

Pour chaque primaire, dix mille compagnons sont générés en tirant au sort des éléments orbitaux. Ce chiffre, de la même façon que précédemment, fut obtenu en recherchant une stabilisation des résultats m'assurant une bonne confiance en ceux-ci. Les changements majeurs par rapport aux simulations précédentes sont :

- On considère, dans une seule simulation, l'ensemble des primaires à tester.
- Les périodes des systèmes binaires virtuels sont tirées au sort selon la distribution **observée** sur notre échantillon.
- La distribution en période est limitée à des périodes de moins de 10^5 jours ; au-delà, notre taux de détection, comme le montrent les premières simulations, n'est pas suffisant.
- Les naines brunes compagnons sont exclues de l'étude : on limite la masse des compagnons à un minimum de $0.08 M_{\odot}$. En effet, les observations en imagerie ne permettent pas de détecter les compagnons naines brunes en raison du fort contraste de luminosité existant alors entre les deux composantes de systèmes binaires.

Le dernier point, concernant les naines brunes, est en fait traité en deux fois. Dans un premier temps, rester dans la gamme de détection optimale, j'ai exclu les compagnons naines brunes de la simulations. Toutefois, j'ai étudié ensuite ce genre de compagnons, et je reviendrai sur cette étude dans la section 8.6.

Ensuite, il faut pouvoir calculer la *magnitude* en bande K des compagnons créés (elle est nécessaire pour les tests de détection en optique adaptative).

Puisqu'on tire au sort un rapport de masses donc une masse de compagnon, les relations masses-luminosité utilisées sont celles correspondant aux modèles DUSTY et NEXTGEN

de Chabrier et al. (2000a) et Baraffe et al. (1998b), avec les règles suivantes :

- Si la masse de l’objet est inférieure à $0.1M_{\odot}$, on utilise le modèle DUSTY (Chabrier et al. 2000a). Celui-ci prend en compte les effets de poussière présents dans l’atmosphère des naines de plus faible masse, qui font varier la loi masse-luminosité.
- Si la masse est supérieure, on utilise le modèle NEXTGEN (Baraffe et al. 1998b). C’est le dernier modèle en date pour ce type de masse, et il est très performant (voir la comparaison observations-modèles effectuées par Delfosse et al. (2000)).

On se limite à ces deux modèles car le dernier à disposition, le modèle **COND** (Chabrier et al. 2000a) , qui pourrait être utilisé pour les objets les plus tardifs, sort en fait des limites en masse de notre étude.

Le dernier problème est celui de la différence de magnitude maximale supporté par PUE’O pour permettre une détection du compagnon, à séparation fixée. Pour l’instant, la différence de magnitude maximale entre la primaire et son compagnon pouvant permettre la détection de celui-ci en imagerie par optique adaptative (IOA) est de $\Delta K = 4$ pour des séparations supérieures à 2.3 secondes d’arc. On utilise sinon les courbes données précédemment.

Le premier résultat important donné par ces simulations est le **taux de détection moyen** observé sur les étoiles testées, qui est de **99.14%**. Ainsi, les corrections éventuelles à apporter au taux de multiplicité et aux distributions des éléments orbitaux seront de toute façon minimes.

Cela signifie que seulement **0.86% des compagnons créés ne sont pas détectés**. L’important est alors dans un premier temps de savoir quels types d’objets sont inclus dans ces 0.86%, et ensuite de corriger les taux de multiplicité et distribution des éléments orbitaux en conséquence.

8.2 Taux de détection détaillés

Je donne ici les taux de détection globaux associés à chaque étoile testée par ce programme. Ces taux sont résumés dans le tableau 8.1.

Nom	τ	Nom	τ	Nom	τ	Nom	τ
GJ1002	99.99	G1514	99.44	GJ1116A	98.55	G1745A	99.98
G115A	98.88	LHS2784	99.98	GJ1111	99.41	G1745B	99.98
G115B	100.00	G1526	99.44	GJ1116A	98.55	GJ1245B	99.90
G148	99.66	G1555	99.93	G1382	99.36	G1793	99.83
G183.1	99.98	G1581	99.98	G1388	99.62	G1809	99.62
G1109Z	99.83	G1623	99.80	G1393	99.26	G188-38	58.83
GJ1057	99.88	G1625	99.98	G1402	99.94	G1849	99.75
LHS1723	99.98	G1628	100.00	G1406	99.83	G1860A	99.93
<i>Suite page suivante ...</i>							

Nom	τ	Nom	τ	Nom	τ	Nom	τ
GI205	98.54	GI643	99.98	GI408	99.75	GI860B	99.69
GI213	100.00	G203-47	99.98	GI411	98.12	GI873	99.93
LHS1805	99.94	GI686	99.56	GI412A	99.51	GI876	99.91
G99-49	99.98	GI687	99.83	GI412B	99.83	GI880	99.52
GI232	99.80	GI699	98.08	GI424	99.41	GI896A	99.58
GI251	99.91	GI701	99.52	GI445	100.00	GI896B	98.23
GJ1093	98.93	GJ1224	99.90	GI447	100.00	GJ1286	99.77
GI273	99.68	LHS3376	99.40	GJ1151	99.83	GI905	99.98
GI285	99.91	GJ1227	99.88	GI450	99.19	GJ1289	99.98
GJ1105	99.94	LP229-17	99.98	GJ1154A	99.86	GI908	99.36
GI299	99.84	GJ1230B	99.88	GJ1156	98.98	GI493.1	99.27
GJ1116A	98.55	GI725A	99.91	GI725B	100.00	GI486	99.93
GJ2066	99.63						

TAB. 8.1: *Taux de détection des compagnons sur chacune des étoiles testées*

Quelques remarques sur les taux de détections observés :

1. Certains objets ont des taux de détection de 100%. Cela s'explique par la dispersion très basse observée sur ces objets (voir le tableau A.1 de l'annexe A). Etant donnée que c'est la valeur observée qui est prise comme seuil de détection en spectroscopie, le taux de détection est élevé.
2. Il y a un objet dans notre échantillon présentant une très forte rotation : c'est GI88-38. Pour cette objet, on sait que la dispersion en vitesse radiale induite par son activité est trop forte pour qu'une détection d'un compagnon soit possible par spectroscopie. Dans les simulations, j'ai ainsi fixé la valeur seuil de détection en spectroscopie à 10^{13} m.s⁻¹, ce qui garantit une absence de détection. Les 58% de détections effectives sur cet objet sont des détections en imagerie.

8.3 Nature des objets non détectés

La figure 8.1 montre en courbes de niveaux la proportion d'objets non détectés par rapport à l'ensemble des compagnons créés dans le programme, dans un plan période des binaires - masses des compagnons.

Il faut noter que les masses de compagnons ne descendent pas en-dessous de $0.08M_{\odot}$ dans les simulations. Sur la figure, les contours ne descendent pas en dessous de 0.14 car j'ai compté les points dans une grille masse-période, et en masse le premier intervalle est 0.08-0.18 ce qui met le centre à 0.14.

Cette figure peut être divisée en 3 zones, suivant la période.

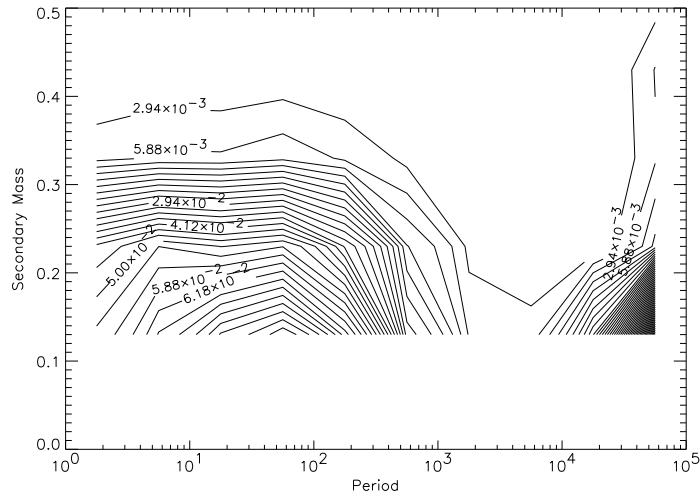


FIG. 8.1 – Isocontours des taux de non-détection suivant la période et la masse des compagnons. Les chiffres indiqués sur les contours sont des pourcentages ramenés au nombre total de compagnons généré par le programme ($7.9 \cdot 10^5$)

Zone 1 : entre $P=0$ et $P=10^3$ jours

La plupart des détections pour ce type de périodes sont faites en spectroscopie. Le taux de détection est ainsi lié à la masse du compagnon autant qu'à la période de la binaire. Plus la masse du compagnon est grande et plus la période est faible, plus le taux de détection est élevé. Cet effet se retrouve bien dans la forme des courbes.

Zone 2 : entre $P=10^3$ et $P=10^4$ jours

Dans cette zone, la spectroscopie n'est plus assez efficace et l'OA prend le relais. Le taux de non-détection, qui avait augmenté jusque là, (diminution de l'efficacité de la spectroscopie) redescend. Cela conforte les résultats obtenus grâce aux toutes premières simulations (section 7.9); les deux techniques observationnelles sont complémentaires.

Parallèlement, dans cette zone, le taux de non détection diminue lorsque la masse du compagnon augmente, ce qui est cohérent.

Zone 3 : entre $P=10^4$ et $P=10^5$ jours

Dans cette zone, on voit arriver la limite de l'OA. Le taux de non détection augmente selon une direction longues périodes - masses de compagnons faibles. Suivant la géométrie du système binaire et sa distance par rapport à nous, le compagnon peut sortir du champ de PUE'O. Toutefois, il faut garder à l'esprit que ces taux sont extrêmement faibles : autour de 0.06% au maximum!

Bien que la figure précédente illustre très bien quels types d'objets ne peuvent être détectés et pourquoi, les deux histogrammes de la figure 8.2 suivants, montrant les répartition des objets non détectés selon les masses des compagnons, et les séparations

angulaires, séparément, apportent d'autres informations.

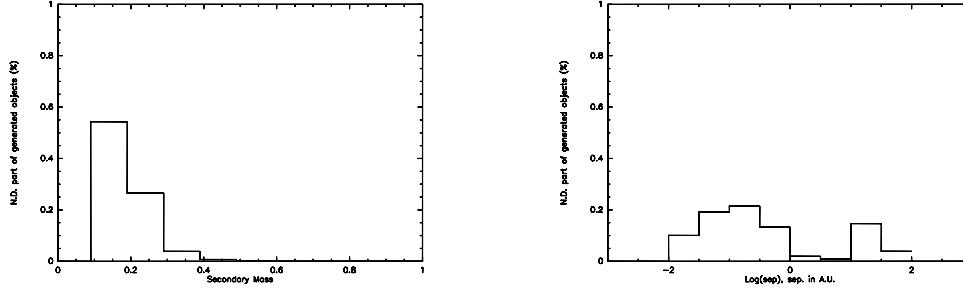


FIG. 8.2 – Répartition des objets non détectés

Il faut garder à l'esprit que cette figure montre les non-détections par rapports aux objets générés par le programme. On remarque que :

- Plus la masse de la secondaire est élevée, plus les non-détections sont rares, ce qui est cohérent.
- A faible séparation, peu d'objets ne sont pas détectés. Il faut ici garder à l'esprit le cas du super-rotateur. Les détections en spectroscopie ne pouvant être effectuées sur cet objet, on ne détectera pas les séparations faibles. Cela ne se voit pas dans l'histogramme parce que, ramené au nombre d'objet généré dans cette zone pour l'ensemble des étoiles considérées, le nombre d'objets manqués du à cette étoile à forte rotation est faible. Mais cette difficulté est bien présente.

8.4 Taux de multiplicité corrigé

Le taux de multiplicité réel est tel que :

$$\tau_r = \frac{N_{sd} + \mathbf{N}_m}{N_{tot}}$$

où N_{sd} est le nombre de systèmes multiples détectés.

\mathbf{N}_m est le nombre d'étoiles possédant un compagnon non détecté, à l'exclusion des étoiles déjà multiples. En effet, si de telles étoiles possédaient un compagnon *invisible*, elles changeraient de catégorie mais ne modifieraient pas le taux. On peut écrire $N_{sr} = N_{sd} + N_m$, où N_{sr} est le nombre **réel** de systèmes multiples. Enfin, N_{tot} est le nombre total d'étoiles dans l'échantillon.

Par ailleurs, il est simple d'estimer le nombre \mathbf{N}_s . On écrit

$$\begin{aligned} N_{sd} &= N_{sr}(1 - p_m) \\ \Rightarrow N_{sr} &= \frac{N_{sd}}{(1 - p_m)} \end{aligned}$$

où p_m est la probabilité pour un compagnon d'être manqué. La valeur de ce dernier chiffre est directement fournie par les simulations décrites ici. On a alors

$$\tau_r = \frac{N_{sd}}{(1 - p_m)N_{tot}}$$

Cette équation va nous fournir le taux de multiplicité corrigé des biais observationnels de la population de naines M étudiée.

Pour notre échantillon, on a :

$$\begin{aligned} N_{tot} &= 95 \\ N_{sd} &= 25 \\ p_m &= 0.85\% \end{aligned}$$

Ce qui nous donne un taux de multiplicité corrigé de

$$\boxed{\tau_r = 25.7\%}$$

8.5 Calcul d'incertitude

A partir d'un calcul d'incertitude classique, on exprime l'incertitude $\Delta\tau_r$ sur le taux de multiplicité, en appelant N_{mul} le nombre d'étoiles multiples de l'échantillon :

$$\begin{aligned} \frac{\Delta\tau_r}{\tau_r} &= \frac{\Delta N_{sd}}{N_{sd}} + \frac{\Delta N_{tot}}{N_{tot}} + \frac{\Delta(1 - p_m)}{1 - p_m} \\ &= \frac{\Delta N_{sd}}{N_{sd}} + \frac{\Delta p_m}{1 - p_m} \end{aligned}$$

L'incertitude Δp_m peut être estimée en faisant tourner le programme un certain nombre de fois. Elle correspond à l'écart-type dans les résultats. L'erreur relative est de 5% au plus soit $\Delta p_m = 5.10^{-5}$.

Pour les incertitudes sur les nombres d'étoiles, on prend une incertitude poissonnienne, ce qui est conservatif dans la mesure où on considère un échantillon réparti aléatoirement dans l'espace. La seule incertitude qui subsiste est alors sur cette répartition, et tous les autres biais ont été corrigés.

On trouve alors avec le calcul précédent $\boxed{\Delta\tau_r = 5.1\%}$

On a alors un taux de multiplicité corrigé final de

$$\boxed{\tau_r = 25.7\% \pm 5\%}$$

8.6 Naines brunes

Même si les simulations dont il est question ici excluaient des compagnons naines brunes éventuels, il est utile de s'intéresser à ce que l'on aurait constaté en *autorisant* de tels compagnons. Si on fixe la masse minimale d'un compagnon à $0.013 M_{\odot}$ (limite naines brunes-planètes), on constate que :

1. 28% des compagnons créés sont des naines brunes (N.B.), c'est à dire que leur masse est inférieure à $0.08 M_{\odot}$. Toutefois, ce chiffre ne fait que correspondre à la distribution entrée.
2. 24.6% de ces N.B. créées ne sont pas détectées

On constate que le taux de détection des naines brunes est autour de 75%. Cela confirme la valeur estimée pour les simulations générales. Nous n'avons découvert aucune naine brune compagnon de nos étoiles.

Il faut alors estimer la validité de cette absence de détection. J'ai considéré, pour faire ce test, que les étoiles de notre échantillon ont la même distribution de rapports de masses que les étoiles F à K étudiées par Halbwachs et al. (2003). En appliquant cette distribution à toutes les étoiles testées par le programme, j'obtiens que le nombre de compagnons naines brunes serait dans cet échantillon de 4.72. Cela donnerait alors un nombre de naines brunes détectables par notre programme de 3.54 (75%).

La probabilité de manquer l'ensemble de ces naines brunes pendant nos observations serait donc de $e^{-3.54} = 3\%$.

Par conséquent, notre étude, qui n'a découvert **aucun** compagnon naine brune près d'étoiles de type M, pointe vers le résultat connu pour les autres étoiles, le **désert des naines brunes**.

Chapitre 9

Conclusions de l'étude des naines M

Dans ce chapitre, je vais détailler les conclusions que nous permettent d'obtenir le travail réalisé sur les naines M.

J'ai montré dans le chapitre précédent que nos taux de détections sur l'ensemble des étoiles observées (hors le super rotateur), est très bon. Les distributions des éléments orbitaux n'ont ainsi pas besoin d'être corrigées. Je vais donc m'intéresser ici à leurs propriétés, ainsi qu'aux conséquences de celles-ci par rapport aux scénarii de formation envisageables pour les naines M.

9.1 Distribution des éléments orbitaux

9.1.1 Distribution en période-séparation

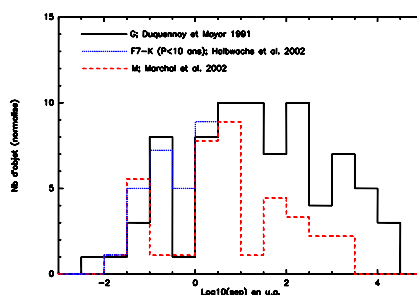


FIG. 9.1 – Distribution en séparations de notre échantillon comparée à celle des naines G (Duquennoy & Mayor 1991) et celles des naines F à K (Halbwachs et al. 2003)

La figure 9.1 présente la distribution des séparations des binaires de notre échantillon. On constate sur cette figure que les naines M de notre échantillon ont la même distribution que les autres étoiles en séparation pour les plus courtes périodes. Toutefois, nous avons trouvés un *déficit* de binaires naines M à grande séparation ($\log(\text{sep}) > 0.5$) par rapport

aux autres étoiles de type solaire.

On notera par ailleurs (voir la section 6.2) que la majorité des binaires serrées (4 binaires sur 6) se situe dans un système de multiplicité supérieure à 2. Les 6 binaires serrées sont dans les tableaux 6.1 et 6.2 (il faut repérer dans ce dernier les étoiles Gl 644Ba-Bb et Gl 866 Aa-Ab).

9.1.2 Distribution des rapports de masses

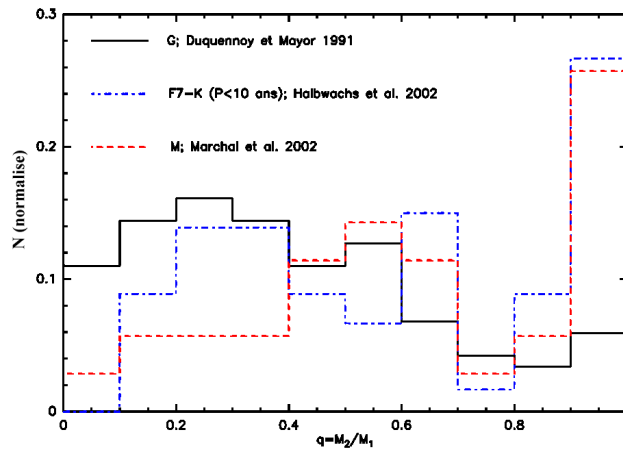


FIG. 9.2 – Distribution en rapport de masse de notre échantillon comparée à celle des naines G (Duquennoy & Mayor 1991) et celles des naines F à K (Halbwachs et al. 2003)

La distribution en rapport de masses que nous avons obtenu pour les naines M est similaire à celles des autres étoiles de type solaire pour des périodes inférieures à 10 ans. Elle est en revanche très différente de celle qui est obtenue pour les naines G (Duquennoy & Mayor 1991), quelles que soient les périodes considérées. Comme le montre la figure 9.3, elle dépend par ailleurs de la période considérée. En effet, on remarque dans cette figure que, à l'instar de ce qui se passe pour les naines F à K (Halbwachs et al. 2003), la distribution des rapport de masses n'est pas la même lorsqu'on considère les courtes périodes (moins de 50 jours) ou les longues (plus de 50 jours). Pour des périodes longues, la répartition en rapport de masse est uniforme. En revanche, pour les périodes courtes, on constate l'existence d'un pic à $q \simeq 1$.

Dans la figure 9.3, un nombre non nul de binaire ayant un rapport de masses inférieur à 0.1 existe. Cela est du au fait que nous avons pour certains compagnons secondaires d'étoiles déjà multiples considéré la masse totale de la binaire au centre comme masse de primaire. Le rapport de masses qui en découle est donc faible. Il ne s'agit pas de compagnons naines brunes, nous n'en avons détecté aucun.

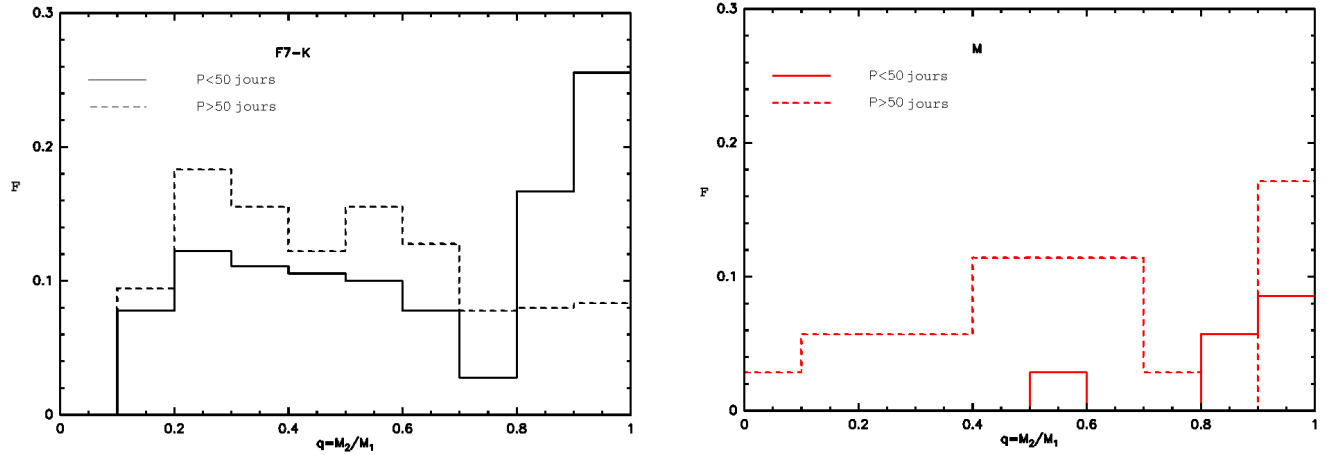


FIG. 9.3 – Distribution en rapport de masse des binaires par rapport à la période. À gauche : Etude des naines F à K (Halbwachs et al. 2003); à droite : notre étude.

9.1.3 Distribution des excentricités

La figure 9.4 montre la distribution d'excentricité visible dans notre échantillon en fonction de la période de la binaire considérée. Nous obtenons pour ce paramètre orbital une distribution similaire à celle des naines G (Duquennoy & Mayor 1991).

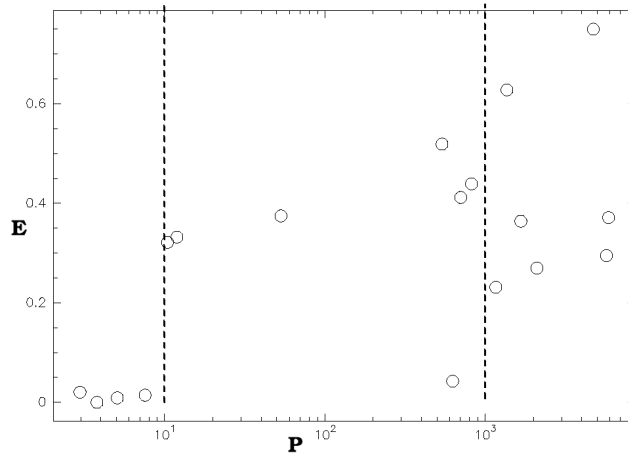


FIG. 9.4 – Distribution de e en fonction de la période P (en jours, échelle logarithmique) sur notre échantillon.

On remarque de plus dans cette figure que pour des périodes inférieures à 10 jours, l'excentricité tend vers 0 pour tous les objets. C'est le phénomène de circularisation dû aux effets de marée et déjà observé chez les naines G par Duquennoy & Mayor (1991).

9.2 Résumé des résultats obtenus

Cette étude d'un échantillon de naines M nous a permis d'obtenir un certain nombre d'informations qui nous donnent des indices sur les processus de formation envisageables pour ce type d'étoiles. Je vais résumer dans cette section les principales conclusions obtenues, et je les confronterai aux scénarii de formations communément proposés dans la section suivante.

1. Bien que la distribution en séparation des naines M soit similaire à celle des naines G pour les plus courtes, nous avons un déficit de binaires vastes (grandes séparations) pour les naines M par rapport aux autres étoiles de type solaire.
2. La distribution en excentricité est similaire pour nos étoiles et les naines G.
3. La distribution des rapports de masse est, comme pour les naines F à K, dépendante de la période considérée. Pour des périodes courtes, le rapport de masse tend vers un.
4. La majorité des binaires serrées sont dans des systèmes triples ou de multiplicité encore supérieure.
5. Nous avons des résultats en accord avec l'existence d'un *désert des naines brunes à courtes périodes* pour les naines M, comme cela a été montré dans le chapitre précédent.

9.3 Scénario de formation

Tout d'abord, nous avons constaté un déficit de binaires séparées (longues périodes) pour ces étoiles.

Le processus de fragmentation, le plus souvent utilisé, peine à expliquer l'existence de binaires serrées. Plusieurs solutions complémentaires à ce scénario tentent d'expliquer ce phénomène. Les effets des interactions dynamiques sont une piste : les binaires serrées se formeraient dans des systèmes multiples où les interactions gravitationnelles et dynamiques contribueraient à *rapprocher* les objets centraux. Ce genre d'hypothèse est envisagée par Bate et al. (2002) par exemple. De plus, cette possibilité expliquerait aussi la recrudescence des binaires serrées dans les systèmes multiples que nous observons. C'est ce qui est montré par les simulations dynamiques réalisés par Bate et al. (2002) dont on voit le résultat dans la figure 9.5. Toutes les binaires serrées générées par la simulation sont dans des systèmes multiples. Toutefois, ce type de simulation ne prend pas en compte l'interaction des étoiles avec le gaz par exemple, et demande à être raffiné. Cette propriété est aussi abordée par Tokovinin (2001).

Par ailleurs, on constate que les rapports de masses observés dans les binaires serrées sont proches de un. On peut imaginer la formation de binaires serrées possédant un disque circumbinaire. Dans ce cas, le processus d'accrétion pourrait favoriser une harmonisation des masses des composantes du système.

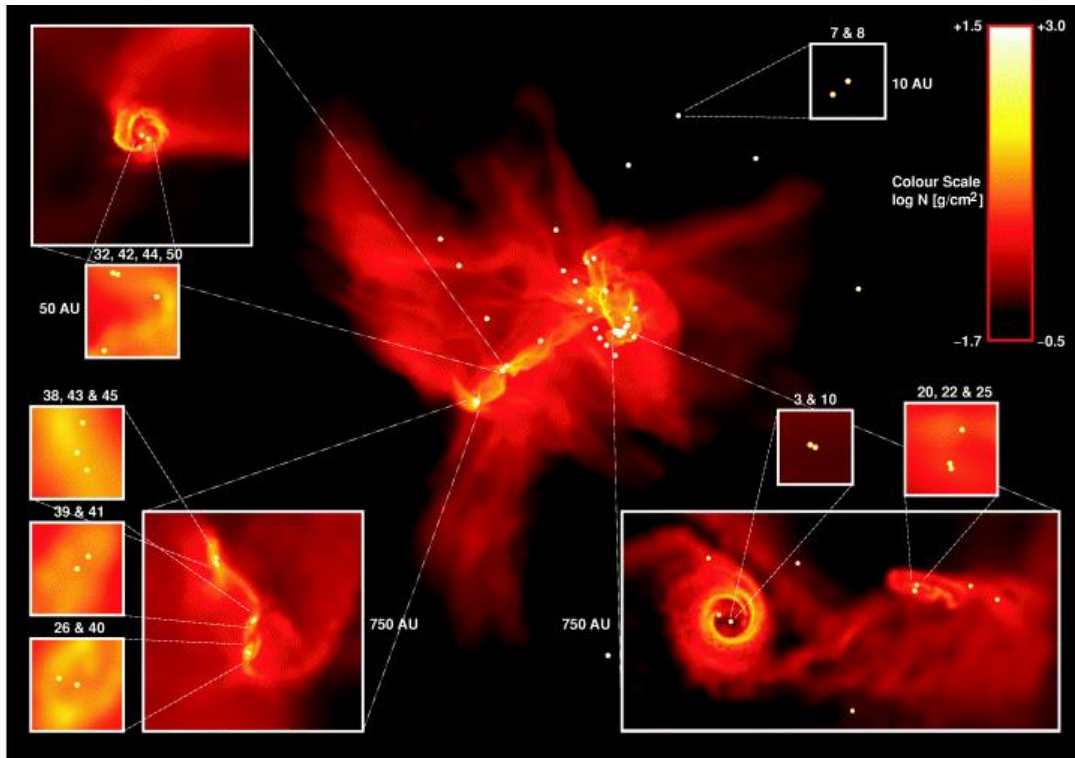


FIG. 9.5 – Résultats des simulations entreprises par Bate et al. (2002).

Les distributions de rapports de masse, d'excentricité et de période (pour les périodes courtes) sont indépendantes des étoiles considérées. Cela voudrait dire que le processus de formation est le même pour l'ensemble de ces étoiles. Pour les périodes longues, l'évolution dynamique du système pourrait être à l'origine des différences constatées.

Le désert des naines brunes est souvent expliqué par des scénarii d'éjection du type de celui proposé par Reipurth & Clarke (2001). Toutefois, ce type de scénario ne permet pas de comprendre le grand nombre de naines brunes binaires (Pinfield et al. (2003); Bouy et al. (2003)). L'explication de ce *désert* est donc toujours en attente.

De plus, aucun scénario de formation ne prend en compte la totalité des processus physiques qui doivent être envisagés. La rétroaction de la formation d'une étoile sur le milieu ambiant, le rôle du champ magnétique et l'aspect interactions dynamiques ne sont par exemple que marginalement pris en compte.

9.4 Perspectives

Cette étude d'un échantillon de plus de 100 naines M nous a permis d'obtenir une statistique de multiplicité complète de ces étoiles, débarrassée de plus de tout biais observationnel.

Grâce à cette étude, nous avons maintenant des précisions sur les processus de formation des étoiles de type solaire, même si nous n'avons pas d'indice pour certains phénomènes (désert des naines brunes).

Dans l'optique d'améliorer l'aspect statistique de l'étude, cet échantillon a été étendu à 12 parsecs et commence à être observé.

En ce qui concerne les simulations d'observations permettant la correction des bruits observationnels, les programmes que j'ai mis au point durant cette thèse peuvent être utilisés dans le cadre de n'importe quelle étude du même type. Ils pourront en particulier servir sur l'échantillon étendu.

Par ailleurs, il est possible d'introduire des raffinements dans leur fonctionnement.

1. L'activité et la rotation des étoiles de type spectral avancé n'est que difficilement prise en compte dans les simulations. Il pourrait être très utile de traiter de façon plus efficace cette difficulté. Pour l'instant, nous ne disposons pas d'informations nous permettant d'anticiper ces problèmes ni de les éviter, et la question s'est posée pour traiter le cas du rotateur rapide de notre échantillon. C'est une limitation de la méthode qui demande à être étudiée.
2. Par ailleurs, il pourrait être intéressant d'améliorer la prise en compte des problèmes orbitaux de dynamique dans ces programmes. J'ai utilisé des distributions d'éléments orbitaux indépendamment sans tenir compte de l'orbite finale obtenue pour les binaires créées. Or, en particulier dans des systèmes déjà multiples, certaines orbites peuvent ne pas être stables et donc être dépourvues de signification physique. C'est une piste pour une meilleure prise en compte des systèmes de multiplicité supérieure à un.

Toutefois, ces raffinements possibles n'entament pas la très bonne qualité des simulations entreprises ni des résultats obtenus.

Cette étude a été riche d'enseignements sur ces étoiles et étendre l'échantillon permettra d'obtenir des informations encore plus précises.

Troisième partie

Etude d'un échantillon de naines L

Chapitre 10

Précédentes études réalisées sur des naines L et naines brunes

Je vais présenter ici les différentes études réalisées sur les naines L et/ou les naines brunes avant la mienne, et qui avaient pour but d'étudier la statistique de multiplicité de ces objets, ou en tout cas d'en avoir une ébauche. Je ne m'intéresserai pas ici aux détections de naines brunes isolées, nombreuses depuis 1995, ou aux autres aspects de l'étude de ces objets.

Pour prendre un point de vue général sur ces quelques études, je vais les séparer en deux types : concernant des étoiles dans le champ d'une part, et des étoiles dans des amas d'autres part. Cela me permettra de mettre en évidence des différences entre les deux types de populations, s'il en existe.

10.1 Dans le champ

La première naine L binaire a été découverte par Martin et al. (1999), grâce au HST (*Hubble Space Telescope*).

Plusieurs études ont depuis chercher à établir un début de statistique de multiplicité des naines L. La première est celle de Koerner et al. (1999).

L'échantillon étudié est très réduit, puisqu'il comprend à peine une dizaine de naines L, et n'est pas un échantillon limité en volume.

Parmi cet échantillon de naines, les auteurs ont détecté en imagerie infrarouge, (le télescope utilisé est le Keck) trois systèmes binaires. Deux de ces systèmes ont pour primaire une naine à Lithium de type spectral L7. Fait très intéressant, les trois binaires détectées ont des rapports de flux proches de un, ce qui sous-entend des rapports de masses eux aussi proches de l'unité. De plus, les séparations observées sont très faibles ; elles sont comprises entre 5 et 10 unités astronomiques.

Ils en déduisent que le taux de binarité est élevé dans cette population, et que les systèmes *jumeaux* (masses proches et distance entre les composantes du système faible) prédominent. Ils remarquent aussi que les séparations constatées sur leurs objets corres-

pondent aux plus probables observées chez les naines plus massives, comme les naines M ou G, ou encore chez les planètes joviennes.

Toutefois, leur échantillon n'étant pas limité en volume, il est biaisé. De plus, il est statistiquement plus facile de détecter des systèmes *jumeaux*. En effet, la luminosité d'une étoile binaire de ce type est beaucoup plus élevée que celle d'une binaire dans laquelle le compagnon est beaucoup moins massif que la primaire. Le même constat est fait lorsque Reid et al. (2001) élargissent l'échantillon en observant cette fois 20 naines tardives avec le HST. Ils détectent alors 4 systèmes doubles, tous de type *jumeaux* : les luminosités des deux composantes sont à chaque fois très proches et leurs séparations ne dépassent pas 7.6 unités astronomiques. Ils déduisent par ailleurs de leur étude un taux de binarité de 20%. Comme le précédent, cet échantillon est limité en magnitude est donc affligé des mêmes biais.

La plus récente étude, effectuée par Bouy et al. (2003), pointe toutefois sur les mêmes conclusions. Les auteurs ont observé un échantillon de 134 naines de type spectral supérieur ou égal à M7, toujours grâce au HST. Ils ont confirmés onze binaires et en ont découvert 15 autres. Leur taux de multiplicité descend cette fois à 15% en se restreignant à un échantillon limité en distance, à 20 parsecs, contenant 26 objets. Le *désert des naines brunes* à longues périodes, c'est-à-dire à grandes séparations, est là aussi présent. Les séparations constatées pour les binaires de l'échantillon limité en distance ne dépassent pas 8 unités astronomiques, soit une valeur cohérente avec l'étude précédente. Il faut noter que les auteurs précisent qu'ils ne peuvent détecter des compagnons très faibles (contraste de magnitude supérieur à quatre) ni de très grandes séparations (le champ du détecteur est trop petit), et que d'autres études de multiplicité sont nécessaires.

Ces études sont encore peu nombreuses et malheureusement, pour certaines, entachées de biais difficilement évitables dans les études pionnières, comme la limitation des échantillons en magnitude. En effet, on ne dispose lors des premières observations d'un objet que d'une distance photométrique, peu précise et ne permettant pas de choisir un critère de distance fiable pour l'échantillon. De plus, les distances photométriques sont biaisées par la luminosité accrue des étoiles doubles par rapport aux simples, qui les fait paraître plus proches. Ce biais ne peut être corrigé qu'à *posteriori*, une fois connue la multiplicité des objets. Toutefois, l'ensemble de ces études montrent des résultats communs très tranchés, à savoir la faible probabilité d'existence de binaires séparées de ce type spectral, et la recrudescence de systèmes *jumeaux* présentant des rapports de masse proches de l'unité.

Je vais maintenant m'intéresser aux études qui ont été entreprises sur des échantillons de naines L situées dans des amas.

10.2 Dans des amas

Je vais résumer ici les études faites par Martín et al. (2000) et Martín et al. (2003) sur des naines tardives d'amas.

Dans la première, 29 objets de l'amas des Pléiades sont observés en imagerie infra-rouge et en spectroscopie grâce aux télescopes du CFHT et du HST. La seule candidate binaire résolue n'était pas une naine brune, d'après le résultat du test du Lithium. Par ailleurs, aucune naine brune n'est accompagnée d'un compagnon se situant à plus de 27 unités astronomiques. Ce chiffre correspond à la limite de sensibilité de leur étude en terme de séparation. A la distance des Pléiades, des binaires moins vastes ne pourraient être résolue par les instruments utilisés.

On retrouve ici le désert à longues séparations.

Pour l'étude de 2003, les auteurs ont cette fois-ci observé 25 candidates naines brunes dans le même amas, mais aussi 8 candidates de même type dans α Persei. Les observations ont été conduites avec la *Wide Field Planetary Camera 2* (WFPC2) du HST. Les auteurs ont réussi à obtenir la résolution de 4 binaires dans les Pléiades mais aucune dans α Persei. L'un des candidats étudiés dans les Pléiades s'est révélé hors de l'amas, grâce à une étude de mouvement propre.

Toutes les binaires trouvées sont serrées (moins de 12 unités astronomiques de séparation). Les calculs des auteurs aboutissent à un taux très faible de binarité au-dessus de cette séparation, moins de 9%. Le taux global de multiplicité est de 22^{+19}_{-8} % pour des masses de primaires comprises entre 0.05 et 0.07 M_{\odot} . Pour des primaires moins massives, ils donnent une valeur maximale de 23%.

Ils confirment donc à nouveau le principal résultat de toutes les études précédentes, c'est-à-dire la rareté de binaires séparées (15 unités astronomiques ou plus) de naines brunes. Toutefois, il s'agit d'un échantillon très réduit et les barres d'erreurs sont non négligeables devant les chiffres obtenus, par exemple sur le taux de multiplicité.

10.3 Conclusion

Les études statistiques de ce type d'objets très faibles en sont encore à leur début. Pourtant, qu'elles soient dans le champ ou dans des amas, que les échantillons soient limités en distance ou en magnitude, toutes les étoiles naines observées par ces auteurs les ont placés devant les mêmes conclusions.

- Il ne semblent pas y avoir de différence de propriétés entre les naines dans les amas et les naines du champ. Les observations effectuées pendant les deux types d'études semble aller vers les mêmes conclusions.
- Il existerait un déficit de compagnons naines brunes à grandes séparations (supérieures à 15 unités astronomiques).

- Les systèmes binaires de type *jumeaux* (courte séparation, rapport de masse proche de un) seraient apparemment favorisés par les processus de formation.
- Le taux de binarité des naines tardives n'excéderait pas 15 à 20%.
- Le scénario le plus souvent envisagé pour expliquer toutes ces observations est la fragmentation de nuage protostellaire, suivie d'une évolution dynamique, phénomène prépondérant pour la compréhension du résultat final.

Ce processus de formation est celui simulé par Boss (1993), à savoir la fragmentation d'un nuage protostellaire donnant des systèmes multiples. Un tel scénario peut expliquer aussi bien l'absence de binaires très séparées dans les systèmes multiples de masses très faibles, et l'excès de systèmes serrés, que le phénomène analogue de *désert des naines brunes* à courtes séparations pour les compagnons d'étoiles de type solaire.

Bien que ce scénario soit donc privilégié par les auteurs, ils rappellent deux autres possibilités envisagées et non encore exclues :

- La dislocation de systèmes multiples par interaction avec les étoiles de l'amas proposé par Kroupa et al. (1999).
- L'éjection dynamique de fragments de très faibles masses provenant d'agrégats protostellaires. Ce processus favorise les binaires serrées, les plus aptes à survivre à l'éjection. Toutefois, la vitesse d'éjection doit être plus faible que celle d'échappement de l'amas, et le processus doit pouvoir créer un très grand nombre de naines brunes. Ces deux contraintes sont très fortes et tendent à rendre ce scénario moins probable.

Je me limite à l'emploi du conditionnel puisque les auteurs de ces articles concluent eux-mêmes que d'autres études de multiplicité sont nécessaires pour obtenir des conclusions fermes. Malgré tout, ces résultats constituent une bonne base de comparaison pour notre étude, et me serviront de référence.

Le but de l'étude que j'ai réalisée sur un échantillon de naines L n'est pas d'obtenir la statistique de multiplicité complète de ces étoiles, les données que nous possédons ne sont pas assez nombreuses.

En revanche, ces données permettent déjà de s'intéresser au problème des binaires de grande séparation, qui semblent être rares. Nous avons constaté un déficit à grandes séparations sur les naines M que nous avons étudiées. Toutefois, le taux de binaires très séparées n'était pas, dans le cas de ces étoiles, nul. Il serait donc utile de déterminer si le désert constaté dans les études précédentes est avéré, ou s'il s'agit seulement, comme pour les naines M, d'un *déficit*. Cela permettra d'avoir une information importante sur l'évolution de la statistique de multiplicité en fonction du type spectral.

Chapitre 11

Echantillon et stratégie observationnelle

Comme je l'ai dit au chapitre précédent, je m'intéresserai dans cette étude au problème des binaires naines L à larges séparations.

Dans ce chapitre, je vais décrire l'échantillon de naines L sur lequel cette étude a été menée, ses caractéristiques et la façon dont il a été construit. Par ailleurs, je donnerai les détails des observations effectuées sur celui-ci.

J'aborderai aussi le début de la procédure de réduction de données, en ce qui concerne les premières étapes, permettant de passer d'images brutes à des images exploitables scientifiquement.

11.1 Echantillon

Toutes les étoiles de cet échantillon sont issues du relevé DENIS ¹ (Epchtein et al. 1994). Ce relevé, démarré en 1996 et terminé en 2001, avait pour but une cartographie numérique de l'ensemble du ciel austral. Il a été réalisé à partir du télescope de 1m de l'ESO au Chili, dans trois bandes : I ($0.85 \mu m$), J ($1.25 \mu m$), et K ($2.15 \mu m$). Les magnitudes limites observables dans ces bandes étaient de 18.5 en I, 16.5 en J et 14 en K. La résolution spatiale de l'instrument était d'une seconde d'arc. La carte de gauche de la figure 11.1 présente la totalité de la couverture du relevé en coordonnées galactiques.

Pour définir l'échantillon de naines L, la principale difficulté fut de mettre au point un critère de choix des objets qui permette d'obtenir un échantillon peu ou pas contaminé par des naines M tardives, à partir d'un critère de couleur. Les magnitudes apparentes étaient en effet les seules informations disponibles au moment de la constitution de l'échantillon. La couleur $I - J$ accessible dans le relevé DENIS constitue un bon diagnostic du type spectral des objets qui nous intéressent (voir l'article de Hawley et al. (2002)). En effet, un suivi spectroscopique effectué sur les candidates naines L du relevé DENIS a montré que la limite entre naines M et naines L se situait autour de $I - J = 3.25 - 3.5$. Seul un objet avec $I - J = 3.1$ s'est révélé être une naine L ; tous les objets possédant un $I - J$

¹voir le site du projet, très complet : <http://www-denis.iap.fr/>

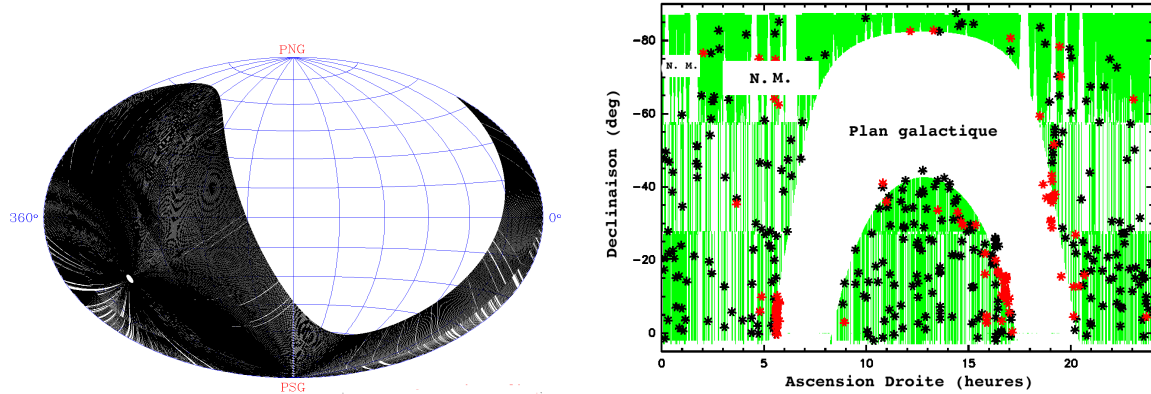


FIG. 11.1 – *A gauche : Carte des observations DENIS effectuées entre le 8 décembre 1995 et le 22 août 2001, en coordonnées galactiques. La zone grisée représente la totalité du relevé, soit 96.8% du ciel austral. A droite : carte comprenant les objets de l'échantillon de naines L. Le plan galactique et le nuage de Magellan (N. M.) sont évités. Les étoiles noires sont des M tardives ou des L. Les étoiles rouges (ou grises) représentent des objets rouges dans des régions de formations stellaire.*

inférieur à 3.25 étaient des naines M. Dans l'échantillon sont donc sélectionnés tous les objets vérifiant le critère $I - J > 3$, ce qui correspond à une étoile de type spectral M8. Cela assure de prendre en compte toutes les naines L, et de ne pas considérer trop de naines M tardives.

5700 degrés carrés du relevé ont ainsi été examinés (voir la figure 11.1), aboutissant à la création d'un échantillon de naines L comprenant 300 objets.

11.2 Observations

Pour obtenir des données sur cet échantillon, nous avons utilisé l'instrument SOFI, installé au foyer nasmyth du télescope NTT (New Technology Telescope) de l'ESO, sur le site de La Silla (Chili).

Cet instrument est un spectro-imager, ce qui nous a permis d'utiliser ces deux techniques d'observations sur les objets de notre échantillon.

SOFI permet de couvrir une gamme de longueurs d'ondes allant de 0.9 à 2.5 microns en imagerie, et possède une résolution de 1000 pour la spectroscopie, dans les deux filtres que nous avons utilisés. Ceux-ci sont désignés par *GB* (*grism blue*, filtre bleu, 0.95-1.64 μm) et *GR* (*grism red*, filtre rouge 1.53-2.52 μm).

Pour notre imagerie, nous avons utilisé la configuration *Large Field*. La taille du pixel est dans ce cas de 0.29 secondes d'arc, ce qui permet d'observer un champ large sur le CCD de l'instrument, qui possède 1024×1024 pixels. C'est donc très adapté à la recherche d'étoiles doubles très séparées (150 secondes d'arc).

Pour des images limitées par le seeing, l'instrument SOFI permet de détecter des com-

pagnons jusqu'à des séparations supérieures à 50-100 U.A., aux distances moyennes des objets de notre échantillon, comprises entre 20 et 30 parsecs. De plus, une pose de 5 minutes avec SOFI permet de détecter des objets ayant des magnitudes allant jusqu'à $J = 21.5$. Etant donné que les objets de l'échantillon ont des magnitudes typiques en J comprises entre 13.5 et 15, cela correspond à pouvoir détecter des compagnons avec un contraste de magnitude maximal de $\Delta J = 6.5-8$. Cela revient à pouvoir observer des compagnons ayant une magnitude de $M_J = 18 - 19.5$ autour d'étoiles de type L0 ($M_J = 11.5$, voir Kirkpatrick et al. (2000)) ou de $M_J = 19.7 - 21.2$ autour de naines de type L5. En considérant les modèles de Burrows et al. (1997), et Chabrier et al. (2000b), avec un âge de 10^9 ans (respectivement $5 \cdot 10^9$ ans), on pourrait ainsi détecter des objets de $20 M_J^2$ (respectivement $30 M_J$) autour de toutes les naines de notre échantillon. Pour les naines les plus froides, il est possible de détecter des objets de $10 M_J$ (respectivement $20 M_J$). Les performances de SOFI s'adaptent donc parfaitement aux deux difficultés de notre étude, c'est à dire détecter des objets très faiblement lumineux d'une part, et être capable de repérer des binaires de naines L à larges séparations d'autre part.

Les différentes missions se sont déroulées pendant les mois de juillet 2001, 2002, et 2003, ainsi que pendant les mois de février 2003 et mars 2004. En tout, nous avons pu observer pendant 18 nuits sur ce télescope, et malgré les nuits de mauvais temps, nous avons réussi à observer 283 objets. J'ai participé aux missions de juillet 2001 et 2002.

Les objets de l'échantillon sont séparés en deux groupes, selon leur période d'observabilité dans l'hémisphère sud. Ces deux groupes correspondent aux deux calendriers d'observation, juillet-août (155 objets observés) et février-mars (169 objets observés dont 41 communs avec les missions juillet-août). Les données acquises pendant les missions estivales³ sont celles sur lesquelles j'ai effectuée une exploitation scientifique, c'est pourquoi les objets correspondants sont les seuls à figurer dans le tableau D.1 de l'annexe D. Celui-ci récapitule l'ensemble des observations effectuées pendant ces missions. Dans la suite, je ne m'intéresserai qu'à cet échantillon partiel comprenant 155 objets.

De l'imagerie a été effectuée dans la bande J pour tous les objets. Par ailleurs, nous avons aussi effectué l'imagerie de quelques objets dans les bandes H et K lorsqu'ils présentaient un intérêt détectable en temps réel au télescope. Dans cette catégorie entrent les objets qui avaient dans leur voisinage immédiat (une vingtaine de pixels) des candidats compagnons non détectables sur les toutes cartes de champ DENIS, et visiblement rouges, c'est-à-dire n'apparaissant, en tout cas, pas sur les cartes de champ DENIS prises en bande I . Un exemple typique est présenté dans la figure 11.2. L'objet DENIS-000832 était à peine visible dans les cartes de champ dont nous disposions, qui correspondaient aux images prises lors du *survey* DENIS. Mais lorsque nous avons pointé le télescope NTT et l'instrument SOFI sur cet objet, nous avons constaté qu'il s'agissait d'une binaire visuelle. Nous avons donc pris des images dans les trois bandes de cet objet, et avons

²Masse de Jupiter : $M_J = 10^{-3} M_\odot$

³Selon le calendrier français, en juillet au Chili c'est l'hiver !

aussi procédé à une observation spectroscopique. Un tel cas est très représentatif des objets qui ont été classés de suite comme *candidats binaires*. Une telle sélection *visuelle* de candidats intéressants comporte évidemment un biais. En effet, on ne détecte de cette manière que des binaires dont les composantes sont relativement proches l'une de l'autre (quelques dizaines de pixels, soit quand même une bonne dizaine de secondes d'arc, c'est suffisant pour notre objectif), et dont les deux composantes ont des luminosités similaires.

Suivant la météo et les capacités d'observations (*seeing*), nous n'avons pas systématiquement fait de la spectroscopie sur ces candidats.

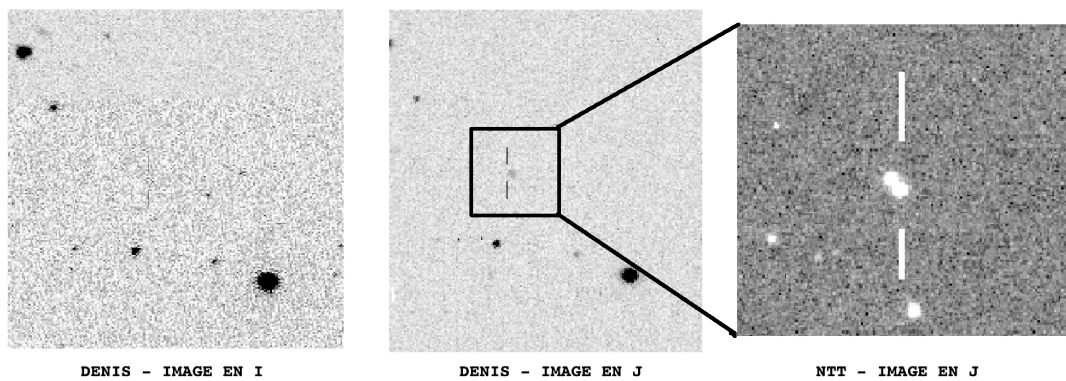


FIG. 11.2 – L'objet DENIS-000832 sur les images I et J du survey DENIS puis tel qu'il est apparu au cours de la mission NTT de juillet 2001, repéré par les traits verticaux. L'image prise au NTT a subi un agrandissement. Un tel objet présente un intérêt immédiat puisqu'en fait d'une étoile nous avons découvert une binaire visuelle.

11.3 Pré-réduction de données

Le traitement des images obtenues avec SOFI pour les quelques deux cents objets de notre échantillon de naines L s'est effectué en plusieurs étapes.

Tout d'abord, il faut noter que le nombre d'étoiles observées implique une masse de données conséquente. J'ai passé, avant de commencer toute réduction, énormément de temps à faire l'archivage et le classement des fichiers bruts enregistrés sur CD à l'issue de chaque mission d'observation. Pour les seules missions de type *juillet*, cela représentaient une dizaine de CDs.

La première étape de la réduction de données, généralement qualifiée de *cosmétique*, consiste à traiter les images brutes issues du CCD de façon à obtenir des images exploitables scientifiquement, débarassées des différents bruits inhérents à toute observation.

L'annexe E donne les détails de telles procédures.

Les images SOFI sont des cubes de cinq sous-images. Ces cinq sous-images correspondent à cinq positions du télescope, avec cinq décalages de quelques pixels par rapport à la position de pointage initiale de l'instrument. Un exemple de ces décalages se présente dans le tableau suivant, où on donne la place de l'objet cible de l'observation sur le CCD, en pixels. Le décalage appliqué est dans cet exemple de 50 pixels en x aussi bien qu'en y .

Numéro de la sous-image	Position de la cible (x,y) (pix)
1	450,450
2	500,500
3	500,400
4	400,500
5	400,400

Ce procédé est indispensable pour la correction des images (calcul du fond de ciel en particulier), et donc la qualité de l'image *recomposée*. De plus, cela permet de minimiser les effets des défauts présents sur le CCD, qui ne sont ainsi jamais à la même place par rapport aux étoiles. L'image *recomposée* s'obtient en superposant les sous-images redécalées de l'opposé de leur décalage initial. On obtient ainsi la superposition de cinq sous-images dans lesquelles les objets se correspondent parfaitement, pixels à pixels. Le maximum de flux est ainsi assuré sur l'étoile visée, tout en ayant autour d'elle un champ aussi uniforme que possible au niveau du ciel.

Les étapes de soustraction du ciel, de correction des mauvais pixels et de division par le *flat* sont effectuées avec le logiciel ECLIPSE. Les détails techniques de la procédure de pré-réduction sont donnés dans l'annexe E.

Le fonctionnement d'ECLIPSE en commande UNIX permet une automatisation facile de la procédure à l'aide d'un script. Cela permet de traiter un grand nombre d'images en automatique, et c'est ce que j'ai utilisé pour traiter les quelques centaines d'images prises au NTT.

Une des missions effectuées, celle de juillet 2001, m'a causé quelques soucis dus à une rotation. En fait, dans les images de certains objets, une sous-image sur deux avait, en plus du décalage normal imposé en pixels, subi une rotation due à un dysfonctionnement du rotateur de champ dans certaines positions du télescope. La figure 11.3 illustre le joli résultat, certes, mais pas très exploitable scientifiquement, que l'on obtenait en superposant les sous-images dans de tels cas. Cette difficulté m'a conduit à pouvoir seulement cumuler les sous-images de même parité (par exemple, les images numérotées 1, 3 et 5), et à obtenir deux images *recomposées* au lieu d'une pour chacun de ces objets. Parallèlement, une erreur dans le nombre de sous-images demandées, qui a été fixé à six au lieu de cinq, m'a en fait permis d'avoir des cubes de trois images alignées pour ces objets, plutôt qu'un de trois et un de deux. Ce qui rend ces cubes comparables plus facilement.

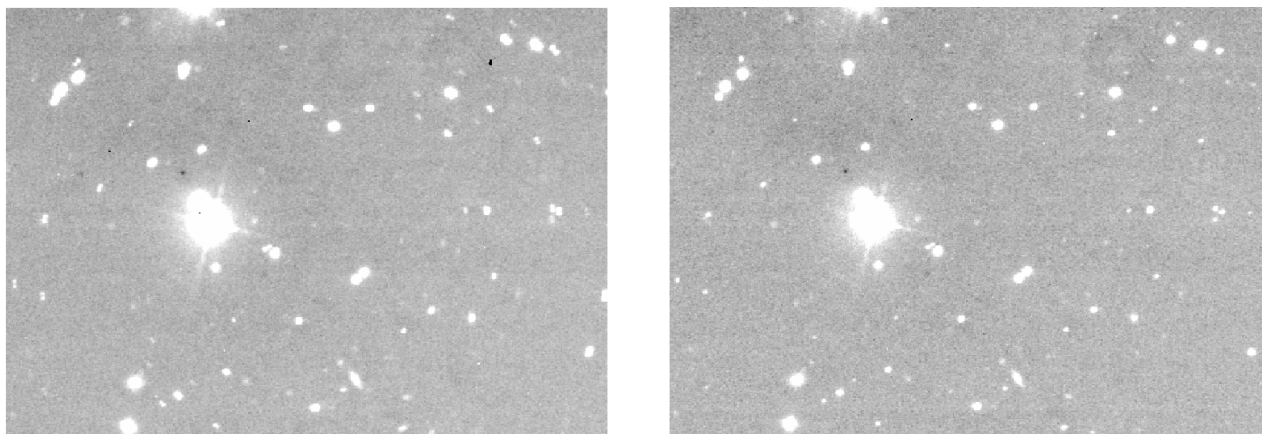


FIG. 11.3 – *L'image prise au NTT de l'objet DENIS-205908. A gauche, le résultat obtenu en superposant les sous-images d'un cube qui avaient subies des rotations sélectives. On distingue le « mouvement » de rotation autour de l'objet visé. A droite, une image reconstituée à partir des sous images numéro 1, 3 et 5. La rotation n'est plus visible ; ces sous-images étaient superposables.*

Bien que ces problèmes réduisent la quantité de flux présente dans les images exploitables, cela n'a heureusement pas affecté l'utilisation ultérieure des données, que je vais décrire dans le chapitre suivant.

Chapitre 12

Exploitation des données

Je vais décrire dans ce chapitre la méthode d'exploitation des données des missions de type *Juillet-Août*. En particulier, je vais m'intéresser au travail d'astrométrie que j'ai effectué sur les données d'imagerie obtenues au NTT pour notre échantillon de naines L. Ce travail a pour but de mesurer le mouvement propre d'étoiles particulières dans une image. Dans les cas qui m'occupent ici, il s'agit de rechercher des étoiles binaires. Or la méthode astrométrique permet de confirmer des binaires visuelles comme binaires physiques. Je vais donc détailler la procédure mise en œuvre pour obtenir des résultats astrométriques. Les résultats en eux-mêmes seront décrits dans le chapitre suivant.

12.1 Astrométrie : principe et utilité

Comme expliqué dans l'introduction de cette partie, le but de l'étude effectuée sur l'échantillon décrit au chapitre précédent est d'obtenir des informations sur la multiplicité des étoiles de type spectral L.

Lors de nos observations, plusieurs *candidates binaires* ont été sélectionnées. Pour confirmer (ou infirmer !) leur nature de binaires *physiques*, il faut utiliser une étude de **mouvement propre**.

N'importe quelle étoile a un mouvement dans le ciel du à sa migration dans la galaxie, qui se cumule aux mouvements *classiques* (rotation du ciel,...), qui sont des mouvements d'ensemble. Deux étoiles liées physiquement, composantes d'un système multiple, auront la même valeur de mouvement propre, aux erreurs de mesures près (voir annexe B). Il faut aussi, pour les étoiles les plus proches en particulier, tenir compte de la différence de mouvement propre induite par le mouvement orbital du compagnon. C'est pourquoi la mesure de celui-ci peut permettre de confirmer la nature d'étoiles doubles visuelles. Ce mouvement propre peut être déterminé, si :

1. On possède deux images du champ contenant l'objet dont on veut calculer le mouvement propre, prises à quelques années d'intervalle (voir annexe B).
2. On est capable de mesurer le mouvement d'ensemble du ciel afin de le soustraire au

mouvement du candidat entre les deux dates pour obtenir le **mouvement propre** du candidat.

3. On peut transformer le mouvement en pixel du candidat en secondes d'arc, sur le ciel. Eventuellement, on peut calculer un mouvement propre absolu sur le ciel, c'est à dire le mouvement par rapport à une position dont on connaît précisément la déclinaison et l'ascension droite. Toutefois, il n'est pas nécessaire pour comparer les mouvement propre de deux étoiles de disposer de cette valeur absolue.

Pouvoir effectuer les points 2 et 3 s'appelle **posséder une solution astrométrique**.

Classiquement, pour déterminer le mouvement d'ensemble du ciel, on utilise dans les images des *étoiles de référence*. On suppose que les mouvements propres de ces étoiles sont négligeables par rapport au mouvement de l'ensemble du groupe. Ce peut être faux pour certaines d'entre elles, et l'idéal bien sûr consisterait à *connaître* les mouvements propres des étoiles de référence. Ce n'est pas le cas ici, mais en prenant suffisamment de références on limite le problème. Plus le nombre d'étoiles est faible, plus l'erreur commise (bruit) est grande. C'est une des difficultés inhérente à cette mesure, et sur laquelle je reviendrai. On peut aussi imaginer de ne pas considérer une référence dont le mouvement excèderait une certaine valeur.

Le mouvement d'ensemble sera le mouvement du ciel mesuré, et oté de celui du candidat intéressant dans l'image.

Pour faire une mesure de mouvement propre, il s'agit donc de passer par deux étapes qui représentent des difficultés totalement différentes :

1. le repérage précis de la position des objets intéressants, ainsi que des étoiles de référence, dans les deux images considérées.
2. Le calcul d'une solution astrométrique permettant d'obtenir une mesure de mouvement propre à partir d'une mesure de différence de position sur le ou les candidats.

Je vais décrire dans la section suivante la procédure que j'ai utilisé pour ces deux étapes.

12.2 Méthode employée

Pour faire de l'astrométrie sur les candidats découverts et sur d'autres étoiles éventuelles, j'ai utilisé les données des deux missions de juillet 2001 et juillet 2003. Ce sont les deux plus éloignées dans le temps. Le nombre d'objets de notre échantillon observés pendant ces deux missions s'élève à soixante-dix-sept. Ils figurent tous dans le tableau D.1 de l'annexe D.

Parmi ces objets figurent six candidats *immédiats*, des binaires visuelles repérées en temps réel au télescope et qui sont les premiers objets sur lesquels j'ai effectué de l'astrométrie. Afin de ne pas alourdir ce chapitre, je fais figurer les images de ces candidats *immédiats* dans l'annexe F. Les propriétés visuelles de ces six candidats, qui nous ont conduits à les considérer comme intéressants, sont résumées dans le tableau suivant :

Nom	Fig.	Propriétés visuelles
DENIS-000832	F.1	2 composantes séparées de même intensité lumineuse.
DENIS-153942	F.2	Une étoile deux fois moins lumineuse distante de ≈ 20 pixels.
DENIS-161916	F.3	Plusieurs étoiles plus faibles à quelques pixels de distance.
DENIS-183012	F.4	Etoile allongée, composantes non séparées.
DENIS-204502	F.5	Etoile allongée, composantes non séparées.
DENIS-220002	F.6	Etoile allongée, composantes non séparées.

TAB. 12.1 – Les six *candidats immédiats*

J’ai commencé par effectuer des mesures astrométriques en utilisant un script IRAF dont la base avait été écrite par Estelle Moraux¹ pendant son stage de DEA. Ce script faisait en une seule fois les deux étapes de repérage des objets d’une part, et de calcul de la solution astrométrique d’autre part, pour donner directement une mesure de mouvement propre sur le candidat choisi.

Ce programme nécessitait le repérage en mode interactif des étoiles de références dans les deux champs à comparer (2001 et 2003), ainsi que des candidats. Ensuite, il calculait une position virtuelle du candidat sur l’image de 2001 à partir de sa position en 2003 et du mouvement (l’inverse du mouvement en fait) des étoiles de référence entre 2001 et 2003. Pour cela, le programme se chargeait de calculer une solution astrométrique. La différence entre la position effective du candidat et la position virtuelle calculée devait donner son mouvement propre.

Je ne rentrerai pas dans les détails, mais j’ai dû abandonner cette approche parce qu’elle nécessitait des modifications des images (recentrage en particulier), et que les incertitudes de la méthode n’étaient pas calculables ou estimables facilement. De plus, ce processus, que j’ai testé sur les candidats immédiats, n’a donné aucun résultat. Je n’ai pas obtenu de calcul de mouvement propre avec ce programme.

Finalement, j’ai souhaité faire séparément les deux étapes de la mesure. Je vais détailler ces deux étapes dans les deux sous-sections suivantes.

12.2.1 Mesure de position des étoiles

J’ai utilisé pour la mesure de position des étoiles le *package* DAOPHOT de IRAF. Ce programme calcule le centre d’une étoile, en se servant d’une mesure de la largeur à mi-hauteur (LMH) estimée par l’utilisateur. Cette estimation, je la fais en pratique en considérant la mesure donnée par la fonction *imexamine* sur quelques étoiles du champ. J’ai pu remarquer au cours de l’utilisation de cette méthode que la détermination de cette largeur à mi-hauteur n’a pas besoin d’être très précise. Elle peut différer de 0.5 pixel sans que les résultats de la méthode en soient affectés, c’est à dire que si on considère deux

¹thèse au LAOG de 2000 à 2003 et post-doc à Cambridge actuellement : moraux@ast.cam.ac.uk

valeurs de LMH différente de 0.5 pixels, on ne trouve pas de différence de position mesurée sur les étoiles considérées.

Pour estimer la précision de cette mesure de position, j'ai fait le test suivant. J'ai considéré deux sous-images du même cube de données, qui concernait l'objet D160517 observé en juillet 2001. Cette mission bénéficiait en effet d'un très bon seeing, et le champ concerné contenait beaucoup d'étoiles à la fois brillantes et pas trop étendues. C'est ce champ qui est présenté dans la figure 12.1.

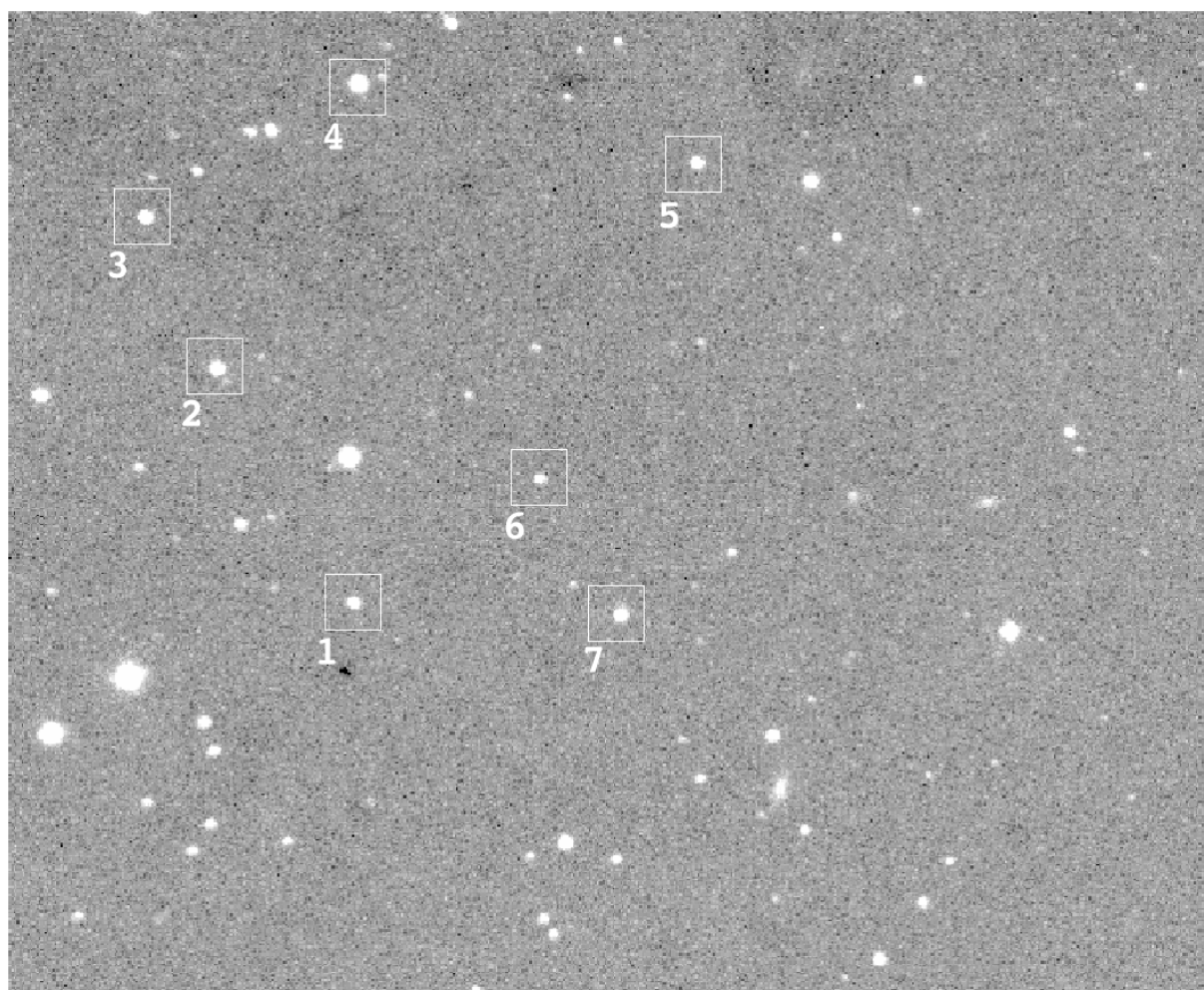


FIG. 12.1 – Image de l'objet D160517, utilisé pour obtenir la précision de la mesure de position. Les étoiles encadrées sont celles qui ont été utilisées pour le calcul. Les numéros permettent de les repérer pour le calcul de distance.

J'ai considéré sept étoiles dans ce champ, sur les deux images du même cube. Ensuite, j'ai mesuré 6 distances entre les objets sur les deux champs, les distances d_{12} , d_{23} , d_{34} , d_{45} , d_{56} , d_{67} . Les indices correspondent aux numéros des objets dans la figure 12.1. En fait,

j'ai mesuré pour chaque distance un d_{ij}^x , qui est calculé en soustrayant les positions en x , et un d_{ij}^y , qui est calculé en soustrayant les positions en y , où i et j sont les numéros des objets considérés, se rapportant aux distances calculées.

J'ai mesuré ces deux types distances dans les deux images, et calculé les deux types d'écart, selon x et y , notés e_{ij}^x et e_{ij}^y .

On a

$$e_{ij}^x = \underbrace{d_{ij}^x}_{\text{image1}} - \underbrace{d_{ij}^x}_{\text{image2}} \quad (12.1)$$

$$e_{ij}^y = \underbrace{d_{ij}^y}_{\text{image1}} - \underbrace{d_{ij}^y}_{\text{image2}} \quad (12.2)$$

Pour obtenir une estimation des incertitudes de mesure de position, il faut ensuite calculer la moyenne de chacun de ces écarts (en valeur absolue). Ces moyennes sont notées $\text{moy}(|e_{ij}^x|)$ et $\text{moy}(|e_{ij}^y|)$.

J'ai finalement obtenu la mesure d'incertitude suivante :

$$\text{moy}(|e_{ij}^x|) = 0.08 \text{ pixel, soit } 0.023 \text{ seconde d'arc.}$$

$$\text{moy}(|e_{ij}^y|) = 0.05 \text{ pixel, soit } 0.0125 \text{ seconde d'arc.}$$

Les valeurs en secondes d'arc sont obtenues en sachant qu'un pixel de SOFI couvre 0.29 seconde d'arc.

Ces valeurs étant établies, je vais maintenant expliciter la deuxième étape de la mesure astrométrique, consistant en l'obtention d'une solution astrométrique, et donnant accès au calcul final de mouvement propre.

12.2.2 Mesure de mouvement propre relatif

Pour obtenir la position en déclinaison et ascension droite des objets dans les images, à partir de leur position en pixels, j'ai considéré la solution astrométrique partielle fournie par l'ESO sur le site web de SOFI².

Plus précisément, j'ai utilisé les calculs faits par L. Rizzi, E.V. Held et M. Gullieuszik, dont le rapport est accessible sur le site de l'instrument.

La solution astrométrique proposée est de la forme

$$\xi = a + bx + cy \quad (12.3)$$

$$\eta = d + ex + fy \quad (12.4)$$

²<http://www.ls.eso.org/lasilla/sciops/ntt/sofi/Astrometry.htm>

où ξ et η sont les coordonnées d'un objet (déclinaison et ascension droite) en secondes d'arc, et x et y les coordonnées du même objet en pixels dans l'image prise avec SOFI. Les coefficients permettant d'appliquer la transformation (b, c, d, et e) figurent dans le tableau 12.2. Dans ce tableau, je donne les coefficients fournis par l'ESO et ceux fournis par les auteurs du rapport. Les valeurs $rms(\xi)$ et $rms(\eta)$ sont les incertitudes sur la détermination de la position d'un objet en utilisant cette méthode, déterminées par les auteurs du rapport. Toutes les valeurs du tableau sont valables uniquement pour la bande d'observation J, qui est la bande correspondant aux images que j'ai utilisées.

Source	b (s.pix ⁻¹)	c (s.pix ⁻¹)	e (sec.pix ⁻¹)	f (s.pix ⁻¹)	$rms(\xi)$ (s)	$rms(\eta)$ (s)
ESO	$2.084.10^{-4}$	-0.2883	-0.2882	$-6.4946.10^{-5}$	0.069	0.098
L. Rizzi	$3.654.10^{-4}$	-0.28824	-0.28829	$-1.8249.10^{-4}$	0.05371	0.05929

TAB. 12.2 – Coefficients de la solution astrométrique pour le *Large Field* de SOFI en bande J.

On remarque que les valeurs des coefficients c et d correspondent à la taille des pixels de SOFI : 0.29 secondes d'arc. Quant aux coefficients b et f , ils représentent les distorsions induites par l'instrument dans les champs observés, heureusement très faibles. Ces distorsions sont en fait équivalentes à des rotations, puisqu'il s'agit du premier ordre de déformation. Si on voulait une mesure de la distorsion plus précise, une estimation des ordres de distorsions plus élevés, il faudrait s'intéresser à celle-ci en fonction du pixel ou en tout cas de petites zones du CCD. Un travail de mesure de ces effets de distorsion de façon précise a été fait par C. Ducourant et M. Rapaport sur le *Small Field* de SOFI. Leur rapport est accessible sur le site de l'instrument, rubrique *Fiel distorsion Small Field*. Malheureusement, le *Large Field* que nous avons utilisé n'a pas bénéficié d'une telle étude. Toutefois, il faut noter deux points importants : tout d'abord, le *Large Field* de SOFI a des distorsions beaucoup moins grandes que le *Small Field*. Ensuite, en utilisant l'astrométrie précise du relevé DENIS (ou le relevé 2MASS), d'une part, et les images acquises sur SOFI, d'autre part, il est possible de faire sur le *Large Field* le type de travail qui a été fait par C. Ducourant et M. Rapaport.

Pour pouvoir utiliser les équations (10.1) et (10.2) afin de résoudre la solution astrométrique, il manque encore deux coefficients dans le tableau. En effet, celui-ci ne donne pas les valeurs des coefficients a et d . En fait, ceux-ci correspondent à la mesure de la position d'un pixel du CCD en déclinaison et ascension droite par rapport au champ considéré. Cela signifie que pour chaque champ observé, ces deux paramètres ont des valeurs différentes.

Pour obtenir les valeurs de a et d , il faudrait connaître la position absolue d'un objet dans chacun des champs et la ramener aux valeurs en pixels. Or, je ne possédais pas ce type d'information pour les champs SOFI observés. Il m'a donc fallu trouver un moyen de m'affanchir de cette indétermination. Pour cela, je suis passée par une hypothèse sur des étoiles de références dans le champ. Si on considère suffisamment d'étoiles dans le

champ, hors les candidats qui nous intéressent bien-sûr, on peut supposer *en première approximation*, qu'elles ont des mouvements propres négligeables. Cette assertion est, dans l'absolue, fautive mais il me fallait faire une hypothèse concernant l'indétermination des coefficients a et d . Les résultats ont en pratique constitué un test de cette hypothèse, qui s'est révélée correcte. L'hypothèse se traduit pour chacune d'elles par

$$\xi_{01} - \xi_{03} = 0 = \underbrace{a_{01} - a_{03}}_{\Delta a} + b(x_{01} - x_{03}) + c(y_{01} - y_{03}) \quad (12.5)$$

$$\eta_{01} - \eta_{03} = 0 = \underbrace{d_{01} - d_{03}}_{\Delta d} + e(x_{01} - x_{03}) + f(y_{01} - y_{03}) \quad (12.6)$$

où les indices 01 et 03 correspondent aux années d'observations. Les valeurs de a et d sont différentes d'une année sur l'autre, puisqu'on ne peut centrer le CCD de la même façon.

En prenant les positions de suffisamment d'étoiles de référence (c'est-à-dire d'autant que possible, en pratique), on peut obtenir les valeurs de Δa et Δd . On ne remonte donc pas aux valeurs absolues de a et d , mais à des valeurs *relatives*. Les différences Δa et Δd sont suffisantes pour le calcul de mouvement propre, qui est lui-même fait partir d'une différence de positions entre 2001 et 2003.

Les étoiles de référence sont choisies *à l'œil* dans les images. Je considère des étoiles brillantes mais pas trop étendues, plutôt réparties autour de l'objet et le plus isotropiquement possible. Il ne faut pas prendre comme référence des étoiles doubles, qui faussent la mesure de position. Une bonne idée du type d'étoiles choisies en pratique est donnée par les étoiles numérotées dans la figure 12.1, qui ont servi à faire le calcul d'incertitude sur la mesure de position. Bien sûr, il n'a pas toujours, et même pas souvent, été possible de se trouver dans un cas aussi favorable. Le plus souvent, j'ai tenté de repérer autant d'étoiles de référence bien définies que possible.

Je calcule ensuite les moyennes des valeurs obtenues pour Δa et Δd sur l'ensemble des étoiles de référence. En fonction du champ observé, ces moyennes sont donc prises sur plus ou moins d'étoiles. Je note $(\Delta a)_{moy}$ et $(\Delta d)_{moy}$ ces valeurs.

A ce niveau, je possède les informations me permettant une estimation du mouvement propre d'un candidat. Toutefois, il est impératif de déterminer l'incertitude sur le mouvement propre induite par cette méthode.

Pour ce faire, je fais recalculer au programme les différences de positions $\Delta\xi_c^i$ des étoiles de référence, indicées par i , entre 2001 et 2003 et calculées à partir des différences mesurées en pixels Δx_m^i et Δy_m^i sur les images selon les équations suivantes :

$$\forall i, \quad \Delta x_m^i = x_{01}^i - x_{03}^i \quad (12.7)$$

$$\forall i, \quad \Delta y_m^i = y_{01}^i - y_{03}^i \quad (12.8)$$

$$\forall i, \quad \Delta\xi_c^i = (\Delta a)_{moy} + b\Delta x_m^i + c\Delta y_m^i \quad (12.9)$$

$$\forall i, \quad \Delta\eta_c^i = (\Delta d)_{moy} + e\Delta x_m^i + f\Delta y_m^i \quad (12.10)$$

Où l'indice i est celui sur le numéro des étoiles de référence. L'indice c signifie *calculé* alors que l'indice m signifie, lui, *mesuré*.

Pour estimer l'incertitude, je considère les moyennes des valeurs absolues de chaque différence calculée, $moy(|\Delta\xi_c^i|, i)$ et $moy(|\Delta\eta_c^i|, i)$.

Je désignerai sous le nom de **bruit** de la méthode le couple $(\sigma(\xi), \sigma(\eta))$ défini par :

$$\sigma(\xi) = moy(|\Delta\xi_c^i|, i) \quad (12.11)$$

$$\sigma(\eta) = moy(|\Delta\eta_c^i|, i) \quad (12.12)$$

Les valeurs a_{moy} , d_{moy} , $\sigma(\xi)$, et $\sigma(\eta)$ étant déterminées, on procède de la façon suivante pour déterminer le mouvement propre d'un candidat (indice supérieur ct) :

1. Mesure des positions sur les images de 2001 et 2003 : x_{01}^{ct} , y_{01}^{ct} , x_{03}^{ct} , et y_{03}^{ct} .
2. Calcul des $\Delta\xi^{ct}$ et $\Delta\eta^{ct}$ selon les équations suivantes :

$$\Delta\xi^{ct} = (\Delta a)_{moy} + b(x_{01}^{ct} - x_{03}^{ct}) + c(x_{01}^{ct} - x_{03}^{ct}) \quad (12.13)$$

$$\Delta\eta^{ct} = (\Delta d)_{moy} + b(y_{01}^{ct} - y_{03}^{ct}) + c(y_{01}^{ct} - y_{03}^{ct}) \quad (12.14)$$

3. Comparaison des $\Delta\xi^{ct}$ et $\Delta\eta^{ct}$ avec les bruits $\sigma(\xi)$ et $\sigma(\eta)$. Par sécurité, j'ai pris une erreur « à 3σ », c'est-à-dire que je n'ai considéré le mouvement mesuré que s'il était supérieur à $3\sigma(\xi)$ pour le mouvement en ξ et à $3\sigma(\eta)$ pour le mouvement en η .

12.3 Difficultés de la méthode

Les grandes difficultés de la procédure conduisant à obtenir le mouvement propre sont de deux types différents, concernant les deux étapes de mesure.

Mesure de position : on a vu qu'elle doit être très précise pour permettre une bonne astrométrie. Une partie du bruit mesuré sur les étoiles de référence, et noté $\sigma()$, provient de cet étape.

La mesure de position est très sensible à la qualité des images, directement liée au *seeing* pendant les nuits d'observations. Pour cette méthode, il suffit qu'une des deux images considérées soit de mauvaise qualité et que les mesures de position sur cette image soient impossibles ou très mauvaises (si le rapport signal sur bruit est mauvais) pour que l'astrométrie ne puisse pas se faire. C'est donc une limitation très forte.

Mesure de mouvement propre relatif : Pour faire celle-ci correctement, il faut disposer d'un bon nombre d'étoiles de référence, idéalement autour de 10 (ou plus!). Il faut éviter de prendre ces étoiles sur les bords de l'image, les CCD de SOFI ayant beaucoup de défauts optiques dans ces zones. Et le mieux, bien sûr, est que ces étoiles soient réparties le plus isotropiquement possible autour de l'objet dont on veut mesurer le mouvement propre. Ces différentes propriétés ne sont satisfaites simultanément que très rarement... Il m'a même parfois été difficile de pouvoir considérer plus de trois ou quatre étoiles de référence, dans le cas de champs très pauvres en objets et/ou d'images de mauvaise qualité.

Je vais décrire dans le chapitre suivant les résultats que j'ai obtenus en appliquant cette méthode à des objets de l'échantillon observés avec SOFI en juillet-août 2001 et 2003.

Chapitre 13

Résultats astrométriques

Je vais détailler dans ce chapitre les résultats obtenus grâce à la méthode décrite au chapitre précédent.

Je vais d'abord m'intéresser aux résultats obtenus sur les *candidats immédiats*, qui figurent dans la table F du chapitre précédent, puis sur tous les autres objets de l'échantillon que j'ai pu tester.

Je m'intéresserai brièvement en fin de chapitre à des résultats préliminaires obtenus grâce à l'étude spectroscopique de notre échantillon.

13.1 Résultats astrométriques obtenus sur les candidats immédiats

J'ai tenté d'appliquer la méthode précédente à chacun d'eux, en essayant de mesurer les mouvements propres des composantes des binaires visuelles repérées. Je vais détailler les résultats obtenus en prenant les six candidats un par un.

13.1.1 DENIS-000832

Nature : Binaire visuelle serrée.

Nombre d'étoiles de référence : 8.

$$(\Delta a)_{\text{moy}} = -13.060 \text{ sec. d'arc}$$

$$(\Delta d)_{\text{moy}} = -19.117 \text{ sec. d'arc}$$

$$\text{moy}(\Delta \xi^i, i) = 0.023 \text{ sec. d'arc}$$

$$\text{moy}(\Delta \eta^i, i) = 0.020 \text{ sec. d'arc}$$

$$3\sigma(\xi) = 0.069 \text{ sec. d'arc}$$

$$3\sigma(\eta) = 0.066 \text{ sec. d'arc}$$

Déplacements mesurés sur les composantes ($\Delta\xi = \xi_{01} - \xi_{03}$, $\Delta\eta = \eta_{01} - \eta_{03}$) :

$$\Delta\xi_1 = 0.008 \text{ sec. d'arc}$$

$$\Delta\xi_2 = 0.042 \text{ sec. d'arc}$$

$$\Delta\eta_1 = -0.003 \text{ sec. d'arc}$$

$$\Delta\eta_2 = -0.015 \text{ sec. d'arc}$$

Sur cette étoile, les déplacements mesurés sont largement inférieurs aux incertitudes de la mesure. Par conséquent, **il est impossible de confirmer ou d'infirmar sa nature physique d'étoile double.**

Toutefois, il faut remarquer qu'il est *très vraisemblable* que nous ayons bien à faire à une étoile binaire. En effet, il est très peu probable de trouver deux objets de même luminosité, donc sûrement de même nature, aussi proches dans le ciel. Les 300 objets de l'échantillon de naines L ont été observés sur une surface de 5700 degrés carrés, ce qui est considérable et donne un nombre de naines L sur une seconde carrée très faible (4.10^{-9}). La séparation des deux composantes de cette binaire visuelle est de 8 pixels environ, soit 2.31 secondes d'arc. Il est **peu probable que cette binarité soit fortuite.**

Ce candidat a une magnitude en bande J de 15.5 et en bande I de plus de 19. Cela aboutit à un indice I-J compris entre 3.28 et 4, en tenant compte de l'incertitude sur la couleur. D'après Dahn et al. (2002), cet objet est alors, soit de type spectral M9-L0, soit entre L5 et L8. Le même article donne des magnitudes absolues en J comprises respectivement entre 11.1 et 12.1 ou entre 13.5 et 15.5. Pour le calcul de la magnitude apparente, je considère un flux deux fois moins grand de l'objet. Cela aboutit à une magnitude apparente en J de $M_J^a = 15.5 + 2.5 \log(2) = 16.25$. La distance estimée est alors, suivant le type spectral considéré, située entre 18 pc et 107 pc. La barre d'erreur est conséquente, faute d'avoir des informations précises sur l'objet (type spectral par exemple).

En prenant les deux valeurs de distances extrêmes, on aboutit à une séparation comprise entre **40 et 250 unités astronomiques.**

Cela fait de ce candidat une **binaire visuelle à large séparation** par rapport à toutes celles trouvées auparavant.

Ce candidat binaire garde un intérêt certain, et devra être réétudié.

13.1.2 DENIS-153942

Nature : La cible d'observation possède un compagnon optique moins lumineux.

Nombre d'étoiles de référence : 5

$$(\Delta a)_{\text{moy}} = -12.877 \text{ sec. d'arc}$$

$$(\Delta d)_{\text{moy}} = -12.123 \text{ sec. d'arc}$$

$$\text{moy}(\Delta \xi^i, i) = 0.020 \text{ sec. d'arc}$$

$$\text{moy}(\Delta \eta^i, i) = 0.026 \text{ sec. d'arc}$$

$$3\sigma(\xi) = 0.060 \text{ sec. d'arc}$$

$$3\sigma(\eta) = 0.078 \text{ sec. d'arc}$$

Déplacements mesurés sur les composantes ($\Delta \xi = \xi_{01} - \xi_{03}$, $\Delta \eta = \eta_{01} - \eta_{03}$) :

$$\Delta \xi_1 = -1.244 \text{ sec. d'arc}$$

$$\Delta \xi_2 = -0.253 \text{ sec. d'arc}$$

$$\Delta \eta_1 = -0.227 \text{ sec. d'arc}$$

$$\Delta \eta_2 = -0.127 \text{ sec. d'arc}$$

Je fais figurer en 13.1 les images de 2001 et 2003 de cet objet.

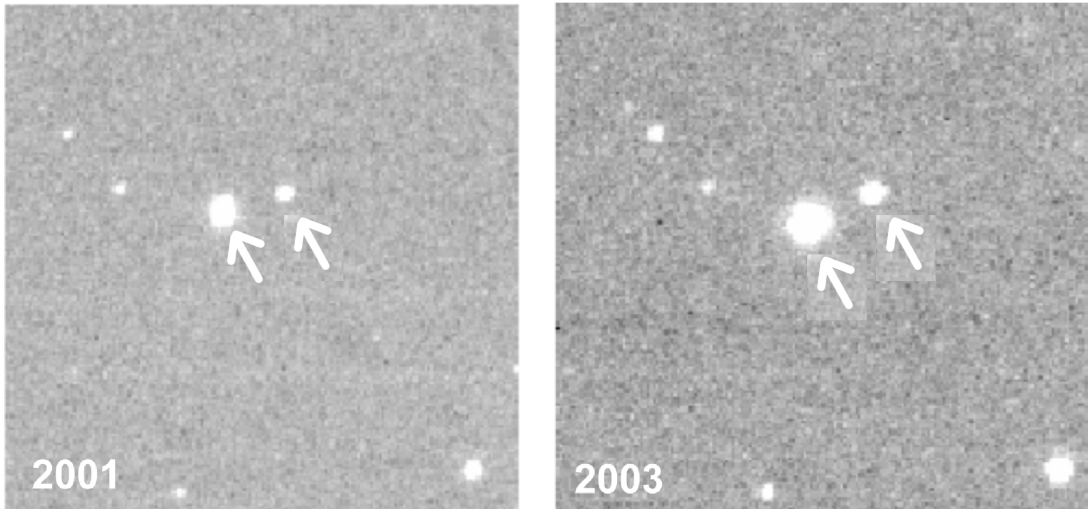


FIG. 13.1 – Image de D153942 en 2001 et en 2003, observé en bande J. Les deux composantes de la binaire visuelle sont repérées par les flèches. On peut aisément détecter le déplacement du compagnon entre les deux images.

Les deux étoiles testées présentent des mouvements très différents. Or, la magnitude de cet objet, mesurée pendant le relevé DENIS, était de $M_I = 17.53$ et $M_J = 13.75$ et son type spectral devrait être entre L1 et L3 (Dahn et al. 2002). Cet objet est trop loin pour qu'un mouvement orbital puisse expliquer la différence de mouvement propre mesurée.

Par conséquent, le compagnon optique de cet étoile n'est pas un compagnon physique.

13.1.3 DENIS-161916

Nature : Plusieurs compagnons optiques plus faibles.

Nombre d'étoiles de référence : 10

$$(\Delta a)_{\text{moy}} = -10.564 \text{ sec. d'arc}$$

$$(\Delta d)_{\text{moy}} = -19.934 \text{ sec. d'arc}$$

$$\text{moy}(\Delta \xi^i, i) = 0.107 \text{ sec. d'arc}$$

$$\text{moy}(\Delta \eta^i, i) = 0.096 \text{ sec. d'arc}$$

$$3\sigma(\xi) = 0.322 \text{ sec. d'arc}$$

$$3\sigma(\eta) = 0.287 \text{ sec. d'arc}$$

Les deux seuls candidats dont j'ai réussi à obtenir les positions sont les numéros 1 (l'étoile-cible) et 2 de la figure F.3 (annexe F). J'ai obtenu les déplacements suivants pour ces deux étoiles :

$$\Delta \xi_1 = 0.581 \cdot 10^{-1} \text{ sec. d'arc} \quad \Delta \eta_1 = 0.684 \cdot 10^{-1} \text{ sec. d'arc}$$

$$\Delta \xi_2 = 0.322 \cdot 10^{-1} \text{ sec. d'arc} \quad \Delta \eta_2 = 0.193 \cdot 10^{-1} \text{ sec. d'arc}$$

Comme on le voit, ces déplacements sont très faibles et surtout largement inférieurs au bruits mesurés. Ceux-ci sont toutefois très élevés, ce qui fait que cette mesure n'est malheureusement pas concluante.

13.1.4 DENIS-183012

Nature : Etoile allongée.

Nombre d'étoiles de référence : 13

$$(\Delta a)_{\text{moy}} = -12.513 \text{ sec. d'arc}$$

$$(\Delta d)_{\text{moy}} = -12.307 \text{ sec. d'arc}$$

$$\text{moy}(\Delta \xi^i, i) = 0.102 \text{ sec. d'arc}$$

$$\text{moy}(\Delta \eta^i, i) = 0.088 \text{ sec. d'arc}$$

$$3\sigma(\xi) = 0.306 \text{ sec. d'arc}$$

$$3\sigma(\eta) = 0.265 \text{ sec. d'arc}$$

Je n'ai pu mesurer de déplacement sur les deux composantes de cette binaire visuelle très serrée. En effet, la mesure de position du logiciel IRAF ne permettait pas de différencier les deux objets. De plus, le bruit est très élevé ici, puisque les valeurs $3\sigma(\xi)$ et $3\sigma(\eta)$ sont proches d'une seconde d'arc.

Cet objet ne peut donc être confirmé ou infirmé comme binaire physique. Pour avoir un indice sur sa nature physique, il faudrait mesurer l'élongation de l'objet au cours du temps.

13.1.5 DENIS-204502

Un *compagnon* (optique) très faible est décelable sur l'image prise en 2001 de cet objet, où l'on constate qu'il est allongé. Malheureusement, cette caractéristique n'est pas visible sur l'image prise en 2003, de bien plus mauvaise qualité. L'image prise en 2002 n'était pas non plus de suffisamment bonne résolution. Il m'a donc été impossible de faire un test de mouvement propre.

De nouvelles observations devront être effectuées pour rendre ce test possible, si l'indice de binarité est confirmé.

13.1.6 DENIS-220002

De la même manière que le candidat 183012, les deux composantes de cette étoile, allongée sur l'image prise en 2001, ne sont pas séparées par IRAF dans l'image de 2003. Pas plus d'ailleurs que dans celle prise en 2002. Un test de mouvement propre était donc impossible. Comme pour l'autre candidat, la mesure de l'élongation de l'objet au cours du temps apporterait des informations intéressantes.

Pour la plupart de ces candidats, la mesure de mouvement propre (ou la tentative de mesure) ne s'est donc pas révélée concluante, la méthode n'étant pas, dans certains cas, très adaptée (objets allongés). Il sera sans doute nécessaire pour ces candidats de procéder à de nouvelles observations si on souhaite obtenir un résultat dans ce domaine, ou de chercher une autre façon de procéder à la mesure de mouvement propre.

13.2 Autres candidats testés

J'ai tenté la méthode sur le plus grand nombre d'objets possible observés avec SOFI en imagerie en juillet 2001 et juillet 2003. Ayant commencé ce travail sur les dernières semaines de ma thèse, je disposais de peu de temps, mais ai réussi à passer en revue la totalité des candidats observés à ces deux périodes, au nombre de 77. Ce, afin de déterminer lesquels étaient intéressants à tester en astrométrie.

Pour pouvoir tenter une mesure d'astrométrie qui permette de confirmer des étoiles binaires, les champs devaient remplir les conditions suivantes :

- présenter un intérêt : la présence d'objets autour de la cible non présents sur les champs DENIS ou très rouges.
- être suffisamment fourni en étoiles, afin de disposer d'un nombre correct (supérieur à 5 au minimum) d'étoiles de références. J'ai ainsi éliminé les quelques champs pour lesquels on n'avait que peu d'objets dans l'image, et dont je donne un exemple dans

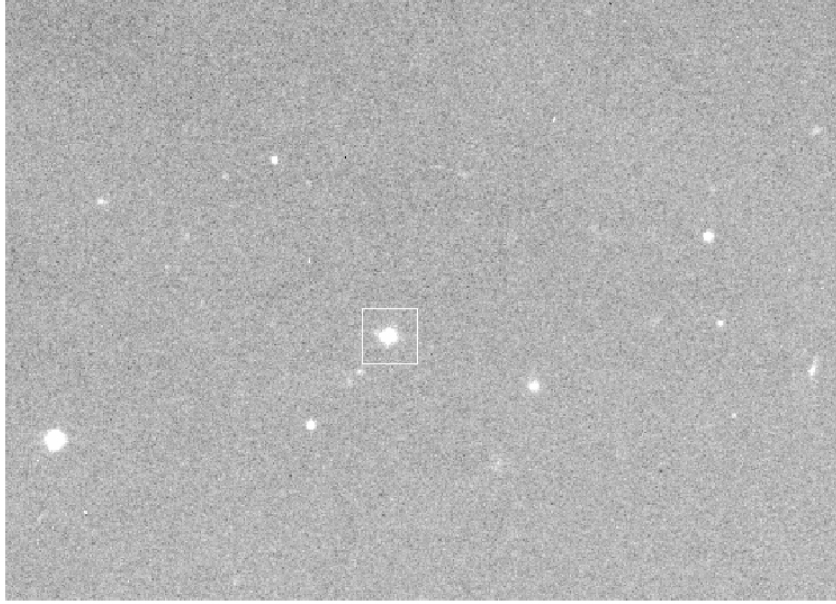


FIG. 13.2 – L'objet D233022 (encadré) tel qu'il fut observé en juillet 2001. Dans ce champ, le nombre d'étoiles n'est pas suffisant pour pouvoir disposer d'un nombre correct d'étoiles de références. Par ailleurs, les étoiles présentes autour de la cible sont de luminosité très faibles, ce qui ne facilite pas le repérage par IRAF.

la figure 13.2. Pour deux étoiles à tester, j'ai tenté une mesure astrométrique en ne disposant que de 4 étoiles de référence. En fait, dans les deux cas, je disposais de plus de *candidates* étoiles de référence, mais la mesure de position n'a fonctionné que sur un petit nombre, le repérage effectué par IRAF n'ayant pas marché, même en jouant sur les paramètres (signal sur bruit minimum accepté, paramètres de convergence de la solution). Ayant néanmoins recueilli les données nécessaires à la mesure de mouvement propre pour ces objets, j'ai effectuée celle-ci.

On notera tout de suite que le premier critère ne peut s'appliquer sur toute une image. Pour chercher des candidates binaires aux composantes relativement séparées, j'ai testé en pratique les étoiles se trouvant jusqu'à environ 30 à 50 pixels autour de l'étoile observée, ce qui correspond à des séparations maximales comprises entre 10 et 15 secondes d'arc. Cela devait donc me permettre de repérer les binaires que nous cherchons. Toutefois, il pourrait exister des binaires plus séparées que cette méthode de sélection ne me permettrait pas de trouver. Je reviendrai sur ce problème.

En ce qui concerne cette étude, l'enjeu était de détecter et de confirmer un nombre maximal de binaires, avec une attention particulière pour les binaires vastes. Ce n'est que la première étape de l'étude de multiplicité, qui sera poursuivie après ma thèse.

Parmi les 77 objets observés aux deux périodes, 23 présentaient les critères précédents.

Ils étaient donc des candidats étoiles doubles et il était intéressant de tenter sur eux une mesure astrométrique.

Par commodité, et afin de ne pas transformer cette partie en un long catalogue, j'ai résumé les résultats obtenus dans le tableau 13.1.

Nom	J	N_{ER}	$3\sigma(\xi)$	$3\sigma(\eta)$	N_{CT}	Mouvement de la cible	Ccl	Rq
D163600	14.5	8	0.707	0.112	4	$\Delta\xi = 0.747$ $\Delta\eta = 0.445$	★	(2) (4)
D185743	14.8	9	0.180	0.075	2	$\Delta\xi = -0.101$ $\Delta\eta = 0.130$	★	(2) (5)
D185950	13.9	16	0.124	0.149	3	$\Delta\xi = 0.0214$ $\Delta\eta = 0.063$	-	(5)
D190503	14	9	0.193	0.230	4	$\Delta\xi = -0.076$ $\Delta\eta = 0.388$	-	(5)
D190520	15.1	8	0.045	0.079	2	$\Delta\xi = -0.254$ $\Delta\eta = 0.336$	★	(1) (2) (6)
D190724	14.9	14	0.287	0.303	5	$\Delta\xi = 0.0388$ $\Delta\eta = 0.727$	★	(2)
D191324	15.4	13	0.072	0.103	2	$\Delta\xi = -0.0186$ $\Delta\eta = -0.379$	★	(3)
D192220	15.9	10	0.115	0.095	2	$\Delta\xi = -0.038$ $\Delta\eta = -0.0288$	-	(1) (5)
D192432	14.6	13	0.313	0.297	6	$\Delta\xi = -0.0297$ $\Delta\eta = 0.0208$	-	(5)
D193601	14.5	9	0.166	0.288	2	$\Delta\xi = -0.455$ $\Delta\eta = 0.583$	★	(2)
D200048	12.6	7	0.088	0.142	2	$\Delta\xi = -0.107$ $\Delta\eta = 0.185$	★	(2) (4)
D201155	15.3	12	0.074	0.089	5	$\Delta\xi = 0.0319$ $\Delta\eta = 0.0326$	-	(1)(7)
D201445	15	10	0.039	0.053	4	$\Delta\xi = -0.0139$ $\Delta\eta = -0.0487$	-	(5)
D202333	15	9	0.403	0.480	3	$\Delta\xi = -0.077$ $\Delta\eta = -0.019$	-	(5)
D205754	13.2	7	0.344	0.218	4	$\Delta\xi = 0.119$ $\Delta\eta = -0.121$	-	(5)
D205809	15.2	6	0.059	0.116	4	$\Delta\xi = -0.0437$ $\Delta\eta = 0.019$	-	(1) (7)
D205908	15.3	12	0.064	0.063	3	$\Delta\xi = 0.069$ $\Delta\eta = 0.121$	★	(2)
D222059	14.9	5	0.021	0.037	2	$\Delta\xi = -0.033$ $\Delta\eta = 0.063$	-	
D222958	14.5	4	0.245	0.283	3	$\Delta\xi = -0.320$ $\Delta\eta = -0.0687$	★	(2)
D223409	14.4	8	0.051	0.025	2	$\Delta\xi = -0.350$ $\Delta\eta = 0.078$	★	(3)
D223654	14.4	11	0.078	0.076	2	$\Delta\xi = -0.851$ $\Delta\eta = -0.188$	★	(1) (3)
D223952	14.9	5	0.068	0.012	1	$\Delta\xi = -0.083$ $\Delta\eta = 0.101$	-	(6)
D235459	14.2	4	0.754	0.235	2	$\Delta\xi = 0.469$ $\Delta\eta = 0.082$	-	(5)

TAB. 13.1: Résultats d'astrométrie

Dans ce tableau, les colonnes représentent dans l'ordre :

- le nom de l'objet (le D signifie DENIS),
- la magnitude en J mesurée lors du relevé DENIS (magnitude apparente globale),
- le nombre d'étoiles de référence repérées dans les images,
- les incertitudes en déclinaison et ascension droite selon la méthode expliquée plus haut, en secondes d'arc,

- le nombre de candidats dont j’ai tenté de mesurer le mouvement propre,
- le mouvement de l’étoile-cible des observations, en secondes d’arc,
- la conclusion : une étoile signifie que la cible ne semble pas avoir de compagnons parmi les étoiles testées, et un trait signifie que la mesure n’est pas concluante.
- les remarques sur la mesure.

Pour plus de clarté, les différentes remarques sur la mesure effectuée correspondent à des numéros selon le tableau suivant :

Numéro	Nature
(1)	Mauvaise qualité d’image : seeing élevé.
(2)	Seule l’étoile cible sort du bruit, pas les compagnons optiques.
(3)	Compagnons et cible de mouvement trop différents, non liés.
(4)	Un compagnon optique plus faible à tester.
(5)	Aucun des mouvements mesurés ne sort du bruit.
(6)	Tentatives sur d’autres étoiles sans arriver à mesurer leur position.
(7)	Un des compagnons sort du bruit, pas la cible.

Je vais commenter et expliquer ces résultats dans la partie suivante. J’y ferai aussi quelques remarques sur la méthode, ses caractéristiques et des pistes pour l’améliorer.

13.3 Conclusions et remarques sur cette méthode

Je vais détailler ici certains résultats du tableau 13.1.

Pour 11 objets sur 23, la conclusion est claire : la cible d’observation a un mouvement propre mesuré supérieur au bruit, et pas les *compagnons* testés. Donc, ces étoiles ne possèdent pas de compagnons dans les objets testés. Cela n’exclut pas que l’étoile considérée dans chacun de ces cas puisse être binaire, mais elle ne semble pas avoir de compagnon parmi les étoiles testées. Il reste donc à rechercher tous les compagnons possibles pour ces étoiles, de façon systématique, dans l’ensemble du champ.

Pour une partie des mesures, je n’ai pu aboutir à une conclusion. Les mouvements propres mesurés sur la cible n’étaient pas assez élevés. Je reviendrai sur les causes possibles de ces échecs de mesure, et sur les pistes pour améliorer ces résultats, dans la section suivante.

Je vais maintenant essayer d’analyser les résultats obtenus sur l’ensemble des objets testés.

13.4 Mesure de mouvement propre : analyse et perspectives

Tout d'abord, il faut noter que dans la moitié des cas, un mouvement propre total **supérieur au bruit total** a été mesuré sur l'étoile cible. Par mouvement propre total et bruit total j'entends les valeurs respectives $m(i)$ et $\sigma(i)$ telles que pour chaque objet numéroté par i on a :

$$\sigma(i) = \sqrt{\sigma(\xi)^2 + \sigma(\eta)^2} \quad (13.1)$$

$$m(i) = \sqrt{\Delta\xi^2 + \Delta\eta^2} \quad (13.2)$$

Cela signifie que pour beaucoup d'objets, la méthode est efficace. Nous pouvons donc sur ces objets faire une recherche systématique de compagnons dans l'ensemble des étoiles du champ concerné.

Toutefois, pour certains tests, les résultats d'astrométrie n'étaient pas concluants, les déplacements mesurés n'étant pas supérieurs au bruit.

Il faut noter ici que dans le cas où les mouvement propres mesurés n'étaient pas supérieurs à $3\sigma()$, il n'était pas non plus supérieurs à $\sigma()$.

Pour comprendre ce résultat, il faut distinguer les deux parties de la méthode : la mesure des positions des objets d'une part, et l'obtention d'une solution astrométrique d'autre part.

La mesure de position a une incertitude moyenne de 0.03 seconde d'arc, ce qui est de l'ordre des bruits mesurés pour beaucoup d'objets. Il apparaît donc que cette mesure doit être le facteur limitant de la méthode. Il est probable que pour améliorer l'efficacité de la mesure de mouvement propre, il faudrait améliorer de façon significative la mesure de la position des objets.

Le *package* DAOPHOT utilisé est sensible à plusieurs paramètres sur lesquels j'ai parfois du faire des concessions, lorsque les images étaient de mauvaise qualité en particulier (chiffre (1) dans le tableau). La plupart du temps, j'ai du augmenter la tolérance prévue pour le repérage, ce qui contribue à ce que l'erreur soit en fait beaucoup plus grande que la moyenne mesurée sur un cube d'images. Pour cette étude astrométrique, les deux missions d'observations que j'ai utilisées n'avaient pas du tout les mêmes caractéristiques. En effet, la mission de juillet 2003 était de qualité très médiocre, le *seeing* ayant souvent été dans cette mission autour de 2 secondes, voire au-delà. La mission de juillet 2001, en revanche, nous avait permis de collecter des images avec un *seeing* très bon (autour de 0.8 seconde). Il est possible que la qualité des images ait une influence non négligeable sur les mesures, mais je n'ai pu à ce jour la chiffrer par des tests.

On peut toutefois améliorer la mesure de position en utilisant une méthode de reconstruction de PSF (*point spread function*). C'est une perspective de travail pour obtenir une

confirmation des binaires visuelles de cet échantillon. Une telle méthode est adaptée à la mesure de position d'étoiles très serrées, comme les étoiles trop serrées pour être séparées que j'ai rencontrées.

Par ailleurs, obtenir des images plus espacées dans le temps permettrait de disposer de valeurs de mouvement propre plus grandes, qui seraient plus facilement supérieures au bruit.

D'autre part, on peut s'intéresser à une amélioration possible des performances du calcul de solution astrométrique. En particulier, à l'influence du nombre d'étoiles de référence. J'ai représenté dans la figure 13.3 les bruits mesurés en ξ (déclinaison) et η (ascension droite) en fonction du nombre d'étoiles de référence prises pour la mesure.

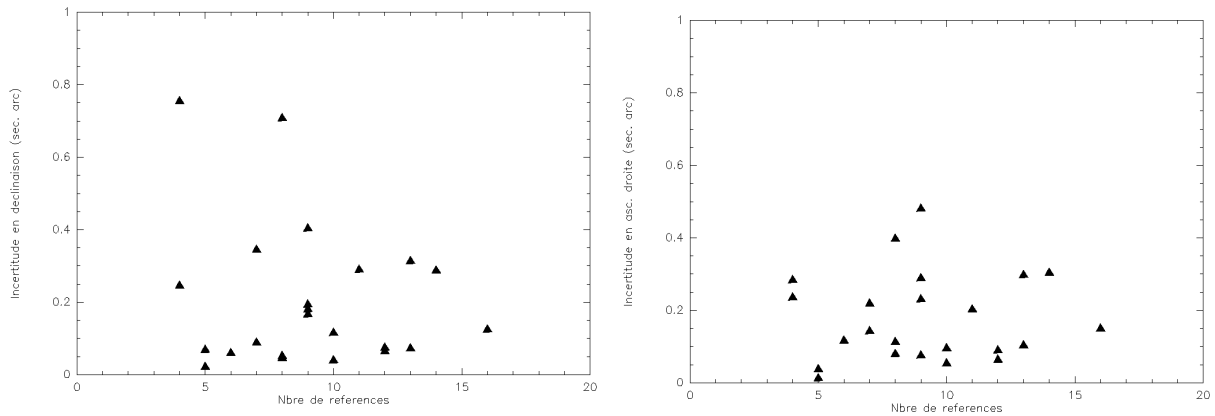


FIG. 13.3 – Bruits mesurés pour la méthode d'astrométrie en fonction du nombre d'étoiles de référence utilisés. A gauche, bruits mesurés en déclinaison et à droite en ascension droite.

Sur la figure des incertitudes en déclinaison, il semble que l'incertitude soit moins grande lorsque le nombre d'étoiles de référence dépasse 10. Cela semble logique, plus on prendrait d'étoiles de référence, moins le bruit serait haut. En effet, plus on prend d'étoiles, plus on minimise le poids qu'aurai(en)t dans le bruit une (ou plusieurs) étoile(s) de mouvement propre élevé qui aurai(en)t été prises comme référence. Toutefois, le constat n'est pas aussi net sur la figure des bruits mesurés en ascension droite, qui présente plutôt un nuage de points. Par conséquent, le nombre d'étoiles de référence n'a qu'une influence marginale sur les résultats de la méthode.

Il semble donc que le facteur le plus limitant pour cette méthode d'astrométrie dans son ensemble soit la mesure de position des objets. On peut gommer en partie cette difficulté en augmentant le délai entre deux observations, mais il serait dans tous les cas préférable d'améliorer cette mesure, par exemple par des reconstructions de PSF pour les objets pour lesquels cette méthode serait plus adaptée (objets allongés).

13.5 DENIS-055146 : première binaire naine L à composantes séparées

Des mesures spectroscopiques ont été effectuées sur les étoiles de notre échantillon, comme je l'ai signalé au chapitre précédent. Je n'ai malheureusement pas eu le temps d'utiliser les données de ce type qui ont été acquises. Toutefois, Malvina Billeres, alors *Instrument Scientist* de SOFI, était très intéressée par notre étude et a proposé d'effectuer le dépouillage des données spectroscopiques.

L'objet D055146 a été observé pendant le mois de mars 2003, ce qui explique pourquoi il ne figure dans aucune des tables de ce manuscrit : il fait partie des objets de missions sur lesquelles je n'ai pas effectué de réduction de données. Deux observations spectroscopiques ont alors été réalisées, pendant deux nuits d'observations.

Cet objet présentait en effet la particularité d'être une binaire visuelle, ce qui le classait dans la catégorie des *candidats immédiats*, comme le montre la figure 13.4.

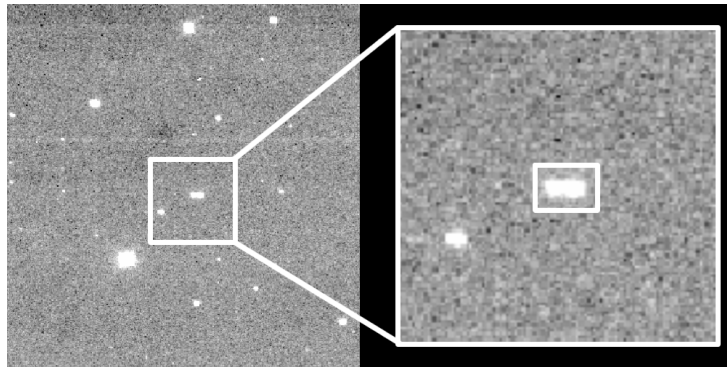


FIG. 13.4 – Image de la binaire visuelle D055146 prise au NTT en février 2003. La binaire est encadré dans l'agrandissement de la zone intéressante (à droite).

Les deux composantes ont une séparation de 2.5 secondes d'arc. L'objet avait une magnitude observée de 15.3 en bande J et de 18.4 en bande I. Suivant les courbes données par Dahn et al. (2002), cet objet est une L0 et sa magnitude absolue serait de 11.5 en J. Cela donne une distance estimée de 81 parsecs, en corrigeant la magnitude absolue de la binarité, et donc une séparation de 200 U.A. environ. Les données photométriques ne sont pas très précises et le type spectral est indéterminé, pour l'instant, mais ces deux objets sont nettement plus séparés que tous ceux trouvés auparavant.

La figure 13.5 présente les spectres obtenus pour les deux composantes. Le traitement de ces spectres n'est pas terminé.

La figure 13.6 montrent des spectres de naines tardives pour comparaison. Les spectres foncés proviennent d'étoiles dont le nom est précisé, les spectres superposés sont des

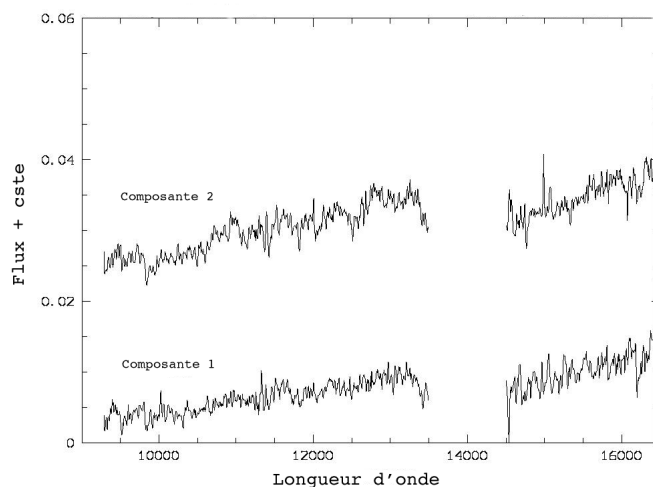


FIG. 13.5 – Spectre obtenu par M. Billeres des deux composantes de la binaire visuelle D055146

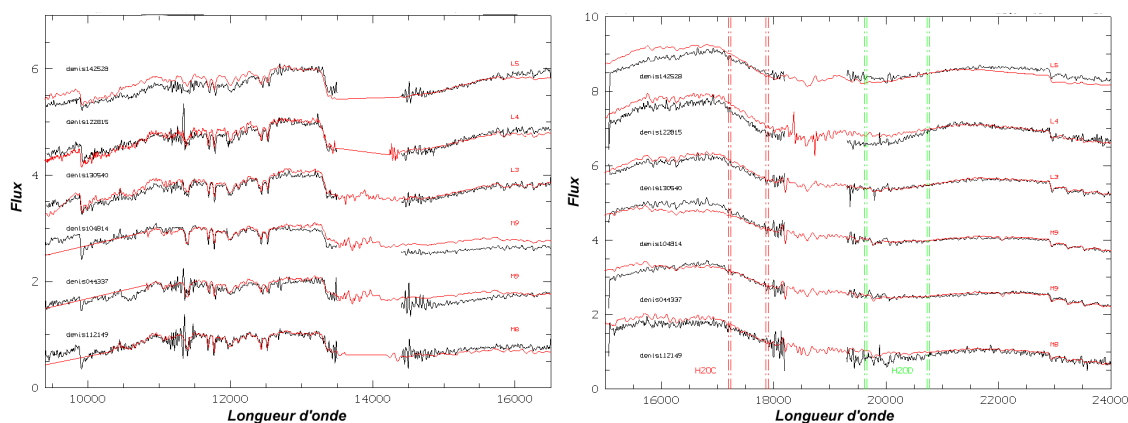


FIG. 13.6 – Spectres de comparaison : naines tardives

spectres de calibration.

Différents indices utilisés par M. Billeres lui ont montré que ces étoiles devaient bien être des naines brunes, et que leurs types spectraux étaient compris entre M8.5 et L1. Deux objets à cette séparation ayant le même type de spectre ont peu de chances de n'être pas liés physiquement.

Cette étoile est la **première naine L à composantes séparées**.

Ce candidat, ainsi que l'objet D000832, nous assurent que les **binaires de naines L à grandes séparations existent bien**.

Chapitre 14

Conclusions de l'étude de l'échantillon de naines L

Je vais rappeler ici les principaux résultats de l'étude effectuée sur l'échantillon de naines L que j'ai présenté au début de cette partie. Je donnerai aussi quelques perspectives pour continuer l'étude dans le but d'aller jusqu'à la détermination de la statistique de multiplicité des naines L.

14.1 Informations apportées par notre étude

L'étude qui a été conduite sur notre échantillon de naines L est seulement une pré-étude de multiplicité, elle avait essentiellement pour but de rechercher les binaires séparées dans un échantillon de ce type d'étoiles.

Toutefois, cette étude a permis de mettre en évidence un résultat intéressant et novateur sur les naines L.

Contrairement à ce qui est avancé dans les études effectuées avant la nôtre, nous avons prouvé que des systèmes binaires présentant de larges séparations existent. En effet, les deux candidates binaires sérieuses sont très séparées. Les deux composantes de l'objet D000832 sont séparées de 2.33 secondes d'arc, soit entre 40 et 250 unités astronomiques suivant la distance. Et les deux composantes de l'objet D055146, le candidat étudié en spectroscopie, présentent un écart visuel de 2.5 secondes d'arc. Ce sont donc les **premières binaires naines L à large séparation**.

14.2 Naines brunes : scénario de formation

Même si notre étude n'a apporté que des informations préliminaires sur les étoiles de type L, il est intéressant de brosser le tableau de ce qui est connu pour les naines brunes par rapport à des scénarii possibles de formation.

L'étude que nous avons réalisée sur les étoiles de type spectral M est en accord avec l'existence d'un *désert des naines brunes* à courtes séparations. Il semble qu'il y ait aussi un déficit de binaires naines brunes à grandes séparations, même si notre étude de l'échantillon de naines L a permis de mettre en évidence que de telles binaires existent. Ce déficit pourrait être expliqué par des interactions dynamiques pendant la formation de systèmes multiples.

Par ailleurs, on sait aujourd'hui qu'il existe apparemment un pic de distribution dans les rapports de masse pour $q = 1$ chez les binaires naines brunes (voir Bouy et al. (2003)), pour toutes les périodes observées.

On a donc quelques indices sur la formation des naines brunes, même si peu de scénarii existent.

14.3 Perspectives

Les résultats obtenus permettent d'envisager de nombreuses perspectives pour la poursuite de ce travail sur la multiplicité des naines L, et l'obtention de la statistique de multiplicité complète. En premier lieu, toutes les données recueillies, en particulier sur les missions du type *Février-Mars*, n'ont pas été traitées, et sont susceptibles d'apporter au moins autant de résultats que les missions estivales, car le nombre d'objets observés pendant ces périodes est élevé, et le *seeing* pendant ces missions était très bon. De plus, certains objets des missions de type *Juillet-Août* ont aussi été observés pendant ces missions, et il serait donc utile de tester les possibilités de recoupement d'informations. De plus, pour 50% des objets observés en juillet-août, la précision de calcul de mouvement propre est suffisante pour rechercher des compagnons, puisque le mouvement propre mesuré sur l'étoile observée était au-delà du bruit.

Ensuite, les données de spectroscopie, qui commencent à peine à être exploitées, permettront sans doute d'obtenir des informations importantes pour améliorer la qualité des résultats obtenus en astrométrie. Par exemple, la connaissance du type spectral de l'objet DENIS-000832 pourrait donner accès à un résultat clair sur ce candidat binaire. En outre, le premier résultat obtenu grâce aux observations spectroscopiques est très encourageant.

Par ailleurs, il est clair que la méthode d'astrométrie employée peut être améliorée, par exemple en employant la correction proposée à la fin du chapitre précédent. D'autres part, d'autres techniques mériteraient d'être testées sur les candidats les plus intéressants. En particulier, les méthodes de reconstruction de PSF permettent d'obtenir une bien meilleure précision sur le centrage des objets que la méthode que j'ai utilisée. On peut aussi envisagé de conduire sur le *Large Field* de l'instrument SOFI une étude du même type que celle qui a été conduite par Christine Ducourant sur le *Small Field*, ce qui donnerait une solu-

tion astrométrique beaucoup plus précise à appliquer à toutes nos données.¹ Il faudrait peut-être faire de nouvelles observations, mais une telle étude pourrait sans doute se faire avec la collaboration de l'équipe de l'ESO, puisque le champ de distorsion ainsi obtenu serait utile à tous les astronomes visiteurs intéressés par des mesures astrométriques.

En dernier lieu, il est évident que la possibilité de continuer les observations sur l'échantillon de naines L est très intéressante, et devrait permettre de conduire la même travail sur ces étoiles que celui qui a été réalisé sur l'échantillon de naines M (partie 2).

Les perspectives d'étude sur cet échantillon sont donc nombreuses sans même avoir à obtenir de nouvelles observations. Elles deviendraient évidemment encore plus conséquentes si un nouveau suivi de ces objets, interrompu pour l'instant, était enclenché.

¹http://www.la.eso.org/lasilla/sciops/ntt/sofi/archive/techreports/distorsion_SF.pdf

Conclusion et perspectives

J'ai présenté dans ce manuscrit l'ensemble du travail réalisé sur les étoiles de types spectraux M et L pendant ma thèse.

Ces travaux m'ont permis de mettre en avant les principales propriétés de ces objets.

J'ai obtenu sur les naines M un taux de multiplicité ainsi que des corrélations sur les éléments orbitaux. J'ai montré que ces étoiles pouvaient être formées suivant un processus de fragmentation, à condition de prendre en compte des interactions dynamiques permettant de remédier au problème des binaires serrées, par exemple. Nous n'avons que peu d'indices sur les causes du désert des naines brunes constaté pour ces étoiles.

L'étude préliminaire effectuée sur les naines L a permis de montrer que les naines L binaires séparées existe, ce qui n'était pas envisagé par les précédentes études. Nous avons de plus quelques informations sur les processus de formation envisageables pour les naines brunes.

Sur les deux types d'objets, des améliorations possibles à court terme permettront de déterminer les propriétés physiques de ces étoiles avec plus de précision.

L'augmentation du nombre d'objets considérés pour les naines M (à travers l'extension de l'échantillon à 12 parsecs) et le raffinement des simulations devraient améliorer les connaissances. Par ailleurs, l'étude de mouvement propre réalisée sur les naines L laisse espérer de très bons résultats si elle est poursuivie, la méthode ayant fait ses preuves.

J'ai donc pu pendant cette thèse obtenir des indices convaincants sur les étoiles les moins massives, et sur leur processus de formation. Si elles sont poursuivies, ces études promettent de très bonnes contraintes sur les simulations de formation existantes.

Quatrième partie

Annexes

Annexe A

Echantillon de naines M étudié, observations réalisées

Le tableau qui apparaît dans cette annexe résume les observations effectuées, en imagerie et en spectroscopie, sur l'échantillon de naines M décrit dans le chapitre 5. Les magnitudes données correspondent dans le cas de binaires à la magnitude jointe.

Nom	$\pi(mas)$	T.S.	V (mag)	N ^a I.	N ^b S	r.m.s ^c (m/s)	span ^d (j)
GJ1002	213.0±3.6	M5.5	13.8	2	8	81	2126
G115A	280.3±1.0	M1	8.1	4	18	44	2175
G115B	280.3±1.0	M3.5	11.1	4	10	34	2175
G148	122.8±1.2	M3	10.0	2	12	18	2168
G183.1	224.8±2.9	M4.5	12.2	3	8	32	1895
G1109	132.4±2.5	M3	10.6	2	17	36	2317
GJ1057	117.1±3.5	M5V	13.7	2	14	106	2273
LHS1723	182.7±2.8	M4V	12.1	1	9	55	2277
G1205	175.7±1.2	M1.5	8.0	2	13	37	1857
G1213	172.8±3.9	M4	11.5	1	7	29	1802
G99-49	189.3±2.2	M4	11.3	2	14	57	2275
LHS1805	132.1±4.9	M3.5	11.7	3	21	71	2274
G1232	119.4±2.3	M4.5	13.0	1	8	119	2193
G1234A	242.9±2.6	M4.5	11.0	11 y	23	SB	2319
G1251	181.3±1.9	M3V	10.0	1	7	24	2193
GJ1093	128.8±3.5	M5	14.8	2	9	426	1479
LHS224	108.5±2.1	M5	13.3	6 y	11	SB	1499
G1268	157.2±3.3	M4.5	11.5	1	9	SB	834
G1273	263.3±1.4	M3.5	9.8	2	9	36	1800
G89-32	113.6±2.0	M5	13.2	3 y	6	120	1872
G1285	168.6±2.7	M4.5	11.1	2	6	79	2158
GJ1103	114.0±3.3	M4.5	13.5	1	6	61	1767
<i>Suite page suivante ...</i>							

Nom	π (mas)	T.S.	V (mag)	N ^a I.	N ^b S	r.m.s ^c (m/s)	span ^d (j)
GJ1105	120.8±4.4	M3.5	12.0	1	7	41	2113
G1299	146.3±3.1	M4.5	12.8	1	9	102	2030
GJ2066	109.2±1.8	M2	10.1	2	6	27	2112
GJ1111	275.8±3.0	M6	14.8	1	8	511	2132
GJ1116A	191.2±2.5	M5.5	14.1	3 y	6	528	2110
G41-14	132.9±9.4	M3.5	10.9	5 y	19	SB	2156
G1382	128.0±1.5	M1.5	9.2	2	7	29	1781
G1388	204.6±2.8	M3	9.3	3	11	50	1825
G1393	138.3±2.1	M2	9.6	1	8	82	1824
G1402	145.9±3.8	M4	11.6	2	9	60	2158
G1406	419.1±2.1	M5.5	13.4	4	11	102	2132
G1408	151.0±1.6	M2.5	10.0	1	7	36	2115
G1411	392.4±0.9	M2	7.5	1	17	34	2407
G1412A	206.9±1.2	M0.5	8.7	1	9	32	2175
G1412B	206.9±1.2	M6	14.4	1	7	115	2132
G1424	109.9±1.1	M0	9.3	1	7	19	1781
G1445	185.5±1.4	M3.5	10.8	1	7	28	2113
G1447	299.6±2.2	M4.5	11.1	2	7	33	2246
GJ1151	122.1±2.9	M4.5	13.2	2	8	147	1819
G1450	116.9±1.4	M1	9.7	2	8	47	2176
GJ1154A	119.4±3.5	M5	13.7	1	6	81	1901
GJ1156	152.9±3.0	M5	13.8	2	7	664	1906
G1473A	227.9±4.6	M5	12.4	11 y	3	SB	738
G1486	121.8±2.9	M3.5	11.3	1	9	57	2155
G1493.1	123.1±3.5	M4.5	13.4	3	7	316	2132
G1514	131.1±1.3	M0.5	9.0	1	20	48	2246
LHS2784	109.9±3.2	M3.5	12.0	1	8	33	1649
G1526	184.1±1.3	M1.5	8.4	2	12	26	2177
G1555	163.5±2.8	M4	11.3	2	10	77	2155
G1581	159.5±2.3	M3	10.5	2	9	38	1540
G1623	124.3±1.2	M2.5	10.2	24 y	36	SB	1981
G1625	151.9±1.1	M1.5	10.1	2	9	44	1203
G1628	234.5±1.8	M3.5	10.0	2	8	22	1538
G1643	154.0±4.0	M3.5	11.8	3	12	48	1590
G1644A	174.2±3.9	M3	9.7	14 y	29	SB	1536
G1661A	156.7±1.4	M3.5	9.4	4 y	17	SB	2263
G1687	220.8±0.9	M3	9.6	1	10	21	2126
G1686	123.0±1.6	M1	9.6	1	12	46	1913
G1699	549.0±1.6	M4	9.5	3	10	32	1962
G1701	128.3±1.4	M1	9.4	2	16	45	2196
GJ1224	132.6±3.7	M4.5	13.6	2	8	102	1687

Suite page suivante ...

Nom	$\pi(mas)$	T.S.	V (mag)	N ^a I.	N ^b S	r.m.s ^c (m/s)	span ^d (j)
LHS3376	137.5±5.3	M4.5	13.5	3	10	302	2113
GJ1227	121.5±2.2	M4.5	13.4	1	7	63	1762
LP229-17	124.0±45	M3.5	11.4	3	7	28	1897
GJ1230A	120.9±7.2	M4.5	12.4	3	20	SB	2194
GJ1230B	120.9±7.2	M5	14.0	3	7	89	1913
GI725A	280.3±3.6	M3	8.9	4	9	16	2167
GI725B	284.5±5.0	M3.5	9.6	3	9	26	2167
GI745A	115.9±2.5	M1.5	10.7	2	9	32	2126
GI745B	112.8±2.4	M2	10.7	2	25	47	2196
GI747A	122.3±2.5	M3	11.2	13 y	21	SB	2025
GI752A	170.3±1.4	M2.5	9.1	2	27	32	2448
GJ1245A	220.2±1.0	M5.5	13.4	11 y	16	SB	2406
GJ1245B	220.2±1.0	M5.5	14.0	11	7	85	2408
GI791.2	113.8±1.9	M4.5	13.0	10 y	3	INF	336
GI793	125.6±1.1	M2.5	10.5	1	11	24	2176
GI809	141.9±0.8	M0.5	8.5	1	10	17	2133
GI829	148.3±1.8	M3.5	10.3	2	15	SB	2129
GI831A	113.6±1.5	M4.5	12.0	9	19	SB	1898
GI88-38	111.6±3.2	M4	12.0	3	2	INF	442
GI849	114.0±2.1	M3.5	10.4	2	10	38	2168
GI860A	247.5±1.5	M3	9.9	3	6	91	2191
GI860B	247.5±1.5	M4	11.3	3	4	143	2125
GI866A	289.5±4.4	M5.5	12.7	10 y	32	SB	1802
GI873	198.1±2.0	M3.5	10.3	5	14	45	2168
GI876	214.6±0.2	M4	10.2	3	41	SB	2192
GI880	145.3±1.2	M1.5	8.6	3	9	18	2124
GI896A	160.1±2.8	M3.5	10.4	3	19	312	2169
GI896B	160.1±2.8	M4.5	12.4	3	13	776	2169
GJ1286	138.3±3.5	M5.5	14.7	2	7	123	2124
GI905	316.0±1.1	M5	12.2	5	22	66	2318
GJ1289	123.5±2.9	M4	12.6	1	8	37	2175
GI908	167.5±1.5	M1	0.0	3	22	39	2139

TAB. A.1: *Echantillon et observations réalisées sur l'échantillon de naines M. Dans l'ordre, les colonnes contiennent : nom de l'objet, parallaxe en mas, type spectral, magnitude visible, nombre d'observations (imagerie), nombre d'observations (spectroscopie), écart-type mesuré (vitesse radiale), nombre de jours entre la première et la dernière observation en spectroscopie.*

Annexe B

Etoiles doubles

Je rappelle ici quelques paramètres physiques essentiels caractérisant n'importe quelle étoile binaire, et les différents types d'étoiles doubles connus ainsi que leur principales propriétés.

B.1 Point de vue observationnel

Les étoiles doubles sont des couples d'étoiles liées gravitationnellement, c'est-à-dire qui orbitent ensemble autour du centre de gravité du couple. Depuis leur découverte, elles ont été classées, non pas en fonction de paramètres physiques intrinsèques, qui n'étaient évidemment pas accessibles aux premiers observateurs, mais en fonction des différents types d'observations et des moyens de détection.

On notera que l'on parle de *primaire* pour désigner l'étoile la plus massive d'un système double, et de *secondaire* ou *compagnon* pour désigner la moins massive, qui aura un poids plus faible dans le système, d'un point de vue gravitationnel. Toutefois, il existe bien sûr des systèmes d'étoiles ayant des masses très proches, voire quasiment égales.

B.1.1 Doubles visuelles

Ce sont les premières étoiles doubles mises en évidence, et pour cause puisqu'il s'agit d'objets simplement très proches dans le ciel, et donc remarquables.

Une partie de ces binaires visuelles est pure illusion, puisqu'il s'agit d'étoiles semblant proches mais qui ne le sont pas physiquement. Souvent, l'une des deux composantes de la binaire est en fait située beaucoup plus loin de l'observateur que l'autre. C'est l'effet de projection sur le ciel qui nous donne cette impression de binarité.

Toutefois, une partie de ces binaires représente réellement des couples d'étoiles *liées physiquement*.

Pour départager les illusions des étoiles vraiment multiples, la seule méthode efficace, que j'ai d'ailleurs mis en œuvre pour l'échantillon de naines L observées avec SOFI sur le NTT, est la mesure de **mouvement propre**.

Cette mesure est basée sur le fait que tous les étoiles ont un mouvement à long terme par rapport au référentiel terrestre. Deux étoiles liées gravitationnellement auront théoriquement le même mouvement global.

Pour deux objets repérés et proches dans une image, il suffit donc de mesurer le mouvement de chacun d'eux par rapport au reste du ciel, sur une période assez longue pour que ce mouvement soit perceptible, typiquement quelques années, et de comparer les chiffres obtenus pour les deux supposés compagnons. Si les mouvements propres mesurés pour les deux étoiles sont semblables (aux incertitudes de mesure près), ce sont bien des compagnons physiques. Il faut aussi estimer le mouvement orbital possible, qui peut s'ajouter au mouvement propre du compagnon et modifier sa valeur.

Si les valeurs de mouvement propre des deux composantes, lorsqu'on a pris en compte tous ces facteurs, sont vraiment dissemblables, la binaire était un leurre.

Cette méthode, que j'ai appliquée aux naines L de l'échantillon DENIS, est décrite en détail dans le chapitre 12, donc je n'y reviendrai pas plus longuement ici.

B.1.2 Binaires spectroscopiques

Les composantes formant ces étoiles doubles sont trop proches l'une de l'autre pour être discernables à l'œil nu, et il devient nécessaire pour détecter la binarité de tels objets d'utiliser une méthode basée sur des observations en spectroscopie : la mesure des vitesses radiales.

Le spectre d'une étoile nous donne accès à la mesure de sa vitesse radiale (voir annexe C). Pour obtenir une évaluation de vitesse radiale, on mesure le décalage en longueur d'onde dû à l'effet Doppler-Fizeau. Or, on peut constater des variations *périodiques* de vitesses radiales chez certaines étoiles. Ces variations sont dues à la présence d'un compagnon qui perturbe la rotation de l'étoile primaire. Plus le compagnon est proche de la primaire, plus la vitesse radiale mesurée lors de ces variations est grande. La figure B.1 illustre ce décalage.

On distingue deux types d'étoiles binaires spectroscopiques : les étoiles SB1 et les SB2. Pour les premières, on observe un seul spectre alors que pour les secondes, on obtient par spectroscopie deux spectres superposés, celui de l'étoile et celui de son compagnon, et on peut mesurer pour les deux composantes une variation de vitesse radiale.

Les vitesses maximale (V_{max}) et minimale (V_{min}) mesurées sur l'étoile lors des variations périodiques peuvent s'exprimer en fonction des différents paramètres orbitaux (voir section B.2) de la façon suivante :

$$\begin{cases} V_{max} &= V_0 + K(1 + e \cos(\omega)) \\ V_{min} &= V_0 + K(e \cos(\omega) - 1) \end{cases} \quad \text{avec} \quad K = \frac{2\pi}{P} \frac{a \sin(i)}{\sqrt{1 - e^2}},$$

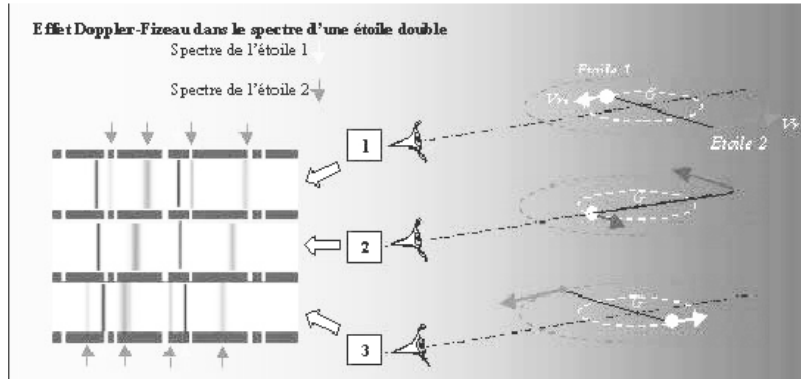


FIG. B.1 – L'effet Doppler-Fizeau et les binaires spectroscopiques

où ω est l'angle entre la ligne des nœuds et le périastre (voir section B.2), P est la période de la binaire, a le demi grand axe, i l'angle d'inclinaison (voir section B.2), et e l'excentricité de l'orbite. V_0 est la vitesse du centre de masse du système.

Par ailleurs, les vitesses radiales maximales (cette fois appelées K) de la primaire (indice p) et de la secondaire (indice s) peuvent être exprimées par :

$$K_p = M_s(M_p + M_s)^{-2/3} \sin(i) \left(\frac{2\pi\mathcal{G}}{P} \right)^{1/3} \frac{1}{\sqrt{1-e^2}}$$

$$K_s = M_p(M_p + M_s)^{-2/3} \sin(i) \left(\frac{2\pi\mathcal{G}}{P} \right)^{1/3} \frac{1}{\sqrt{1-e^2}},$$

où M désigne une masse, et \mathcal{G} la constante gravitationnelle.

B.1.3 Binaires à eclipse

Les binaires à eclipse sont des étoiles doubles dont l'inclinaison est faible par rapport à la ligne les reliant à l'observateur. Ainsi, le compagnon passe périodiquement *devant* la primaire du système, faisant diminuer son éclat. Elles sont aussi appelées, pour cette raison, *binaires photométriques*, puisque c'est par des méthodes de mesure d'éclat que l'on peut mettre en évidence ce phénomène.

Au départ, ces étoiles étaient classées à tort dans les étoiles variables, mais leur variabilité en terme de luminosité n'est pas intrinsèque puisqu'elle est due à un phénomène géométrique. Bien sûr, on observe aussi une variation d'éclat lorsque le compagnon est occulté par la primaire, même si cette variation est beaucoup plus faible. De la même manière, toute présence de tache (significative d'activité magnétique) sur le compagnon est aussi détectée en terme de variation de luminosité, comme l'illustre la figure B.2.

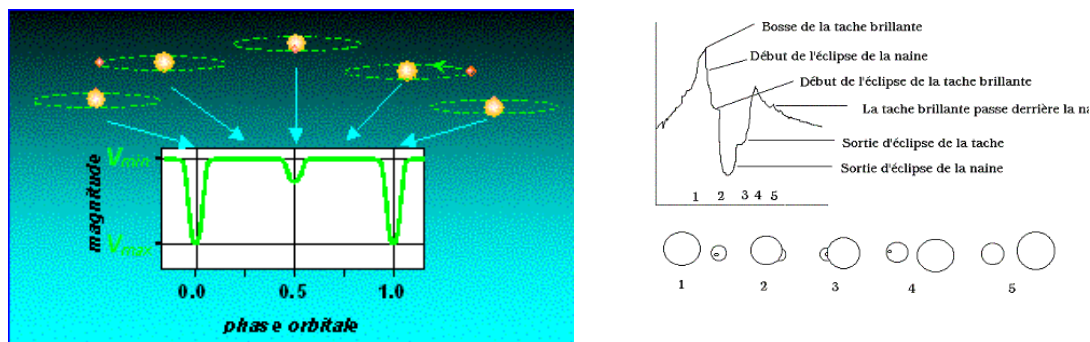


FIG. B.2 – À gauche (source : wwwrc.obs-azur.fr) : variations de luminosité d'une étoile double du à la présence d'un compagnon. Dans la figure de droite (source : www.astrosurf.com), on distingue en plus le phénomène annexe d'occultation d'une tache présente sur le compagnon.

B.2 Étoiles doubles : paramètres physiques et géométriques

Je vais détailler ici les paramètres géométriques qui régissent l'orbite d'une étoile binaire. On ne considèrera ici que les étoiles de multiplicité égale à deux, les étoiles multiples seront traitées dans la section suivante. De plus, il faut bien noter que lorsqu'on représente l'orbite d'une étoile double, on se place dans le référentiel de la primaire, qui est donc considérée comme immobile.

La figure B.3 est une représentation de l'orbite du compagnon autour de la primaire.

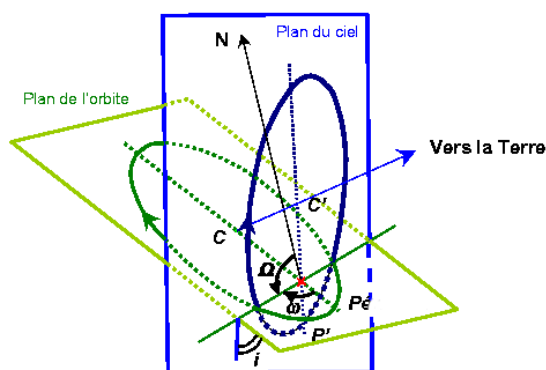


FIG. B.3 – Les orbites projetée et réelle d'une étoile double

Les différents paramètres orbitaux présents sur cette figure sont :

- Pe : Passage au périastre (au plus près de l'étoile primaire)
- A : Passage à l'apastre (position la plus éloignée de l'étoile primaire)

- Ω : Angle entre la ligne des nœuds et le périastre, dans le plan du ciel.
- i : Inclinaison de l'orbite (orbite vraie) par rapport au plan du ciel (orbite apparente, projetée)
- ω : Angle entre la ligne des nœuds et la direction du périastre.
- a : Demi grand-axe

A cette liste il faut ajouter les paramètres temporels que sont la période, notée P , et la *date* de passage au périastre, notée T .

B.3 Etoiles multiples

Pour l'instant je n'ai évoqué que le cas d'étoiles doubles, mais on ne peut exclure d'observer, y compris chez les étoiles que j'ai étudié pendant cette thèse, des systèmes de multiplicité supérieure à deux. D'ailleurs, il y a un système quintuple dans l'échantillon de naines M observé avec ELODIE (Gl644ABabC).

Ces systèmes sont hiérarchisés, c'est à dire que leur structure peut être décomposée suivant la base logique primaire-compagnon. Par exemple, un système triple est souvent constitué d'une binaire autour de laquelle gravite un troisième compagnon. Ou bien, le compagnon d'une étoile est lui-même constitué de deux objets liés.

Du point de vue de mes simulations, les systèmes multiples ont été décomposés en systèmes doubles suivant leur hiérarchisation, il n'est donc pas nécessaire de les considérer comme des cas particuliers. Toutefois, il est intéressant de garder à l'esprit que le nombre d'interactions gravitationnelles est multiplié dans ces systèmes. Par conséquent, les conditions de stabilité sont plus complexes que celles concernant un système double. Cela réduit le nombre de configurations possibles pour ce type de systèmes.

De plus, il existe des ségrégation orbitales dans les systèmes multiples. Certaines orbites théoriquement possibles ne peuvent être occupées par un compagnon, du fait de problèmes de stabilité.

Annexe C

Méthodes d'observation utilisées

C.1 Spectroscopie : Méthode des vitesses radiales

Comme je l'ai signalé dans l'annexe B, utiliser un spectromètre pour avoir une confirmation ou une infirmation de la nature binaire d'une étoile passe par la mesure du décalage **Doppler-Fizeau** constaté sur le spectre de l'objet et dû à la présence d'un compagnon.

Plaçons-nous dans le cas où un tel décalage existe, signe que l'objet observé est une étoile binaire. Dans ce cas, on peut mesurer la **période** de révolution de la binaire, qui correspond à la périodicité du décalage. On notera ici la nécessité d'observation régulières des mêmes objets, dans les mêmes conditions (date d'observations) pour pouvoir constater le décalage d'abord, puis ensuite estimer la période.

Bien sûr, suivant la valeur de celle-ci, et en particulier si elle est très courte (quelques jours) ou très élevée (centaine d'années), il peut être difficile de l'estimer. Pour une première estimation de celle-ci permettant de planifier au mieux les observations, on peut se fier à une mesure de séparation faite en imagerie et à une évaluation de la distance par photométrie, si on peut avoir accès à ces informations, et si la binaires est **résolue** en imagerie, ce qui n'est pas forcément souvent le cas.

Par ailleurs, l'analyse du spectre donne accès à la mesure de vitesse radiale de la primaire du système, au moins. La figure C.1 montre un exemple de variation de vitesse radiale avec les points de mesure et les paramètres orbitaux calculés.

C'est en fait la composante parallèle à la ligne de visée de la vitesse de la primaire que l'on est capable de calculer grâce à une telle méthode, suivant la loi :

$$v_{\parallel} = \frac{c \cdot \Delta\lambda}{\lambda} \quad (\text{C.1})$$

où v_{\parallel} est la vitesse recherchée, c la vitesse de la lumière ($3 \cdot 10^8 m \cdot s^{-1}$), et $\Delta\lambda$ la décalage mesuré pour la longueur d'onde λ .

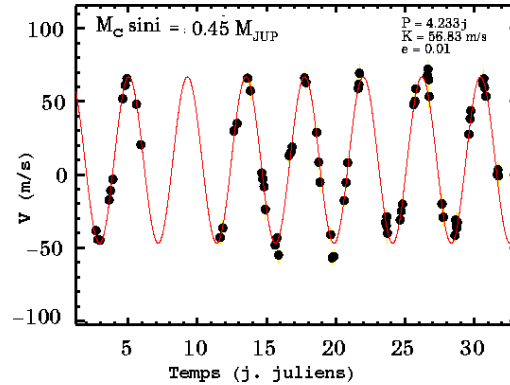


FIG. C.1 – Variation de vitesses radiales constatées sur l'étoile 51 Pegasus, et dues à son compagnon planétaire. Cette planète extrasolaire, la première découverte, fut trouvée par Mayor & Queloz (1995) puis confirmée par Marcy & Butler (1995). La figure précise la masse minimale du compagnon ainsi que quelques paramètres orbitaux : période (P), vitesse radiale maximale (K) de la primaire, excentricité.

Cette méthode favorise la détection de compagnons proches de leur primaire, car plus la période est courte, plus la vitesse mesurée est importante, à masse de compagnon égale. De la même façon, plus le compagnon est massif, plus la variation de vitesse radiale mesurée est élevée, à période égale. Ce sont des limitations intrinsèques de cette méthode.

Dans le cas d'une recherche de tous les types de compagnons, comme c'est le cas pour une étude statistique complète de multiplicité, il est nécessaire de coupler à cette méthode des observations en imagerie. Je vais dans la section suivante donner quelques précisions sur un progrès technique qui a augmenté les performances des instruments d'imagerie : l'optique adaptative.

C.2 Imagerie : Optique adaptative

Améliorer la qualité des images obtenues avec une télescope passe par la correction d'un facteur naturel et extrêmement puissant vis-à-vis de la détérioration des images : la **turbulence atmosphérique**.

Celle-ci est constituée de tous les mouvements agitant l'atmosphère en permanence, qui dévient les rayons lumineux nous provenant des étoiles comme autant de miroirs déformants. L'image prise d'une étoile sans correction de cet effet de turbulence est alors troublée. Ce phénomène dégrade la résolution des images prises avec un télescope de 4m de diamètre d'un facteur 10 par exemple. Il est très complexe à caractériser (Roddier 1981).

Afin de remédier à ce défaut des images, et d'affranchir les nouveaux télescopes de cette

limite physique, une nouvelle technique a vu le jour : l'**optique adaptative**.

Je ne rentrerai pas dans les détails de cette technique, dont je rappellerai simplement le principe global.

Elle consiste à corriger le front d'onde reçu en fonction de la turbulence mesurée sur celui-ci. Pour cette mesure, une part du flux reçu par l'instrument est prélevé pour analyse. Le reste sera corrigé et utilisable par l'astronome. On cherche à reformer l'image réelle en appliquant à l'image reçue la transformation inverse de celle qu'elle a subie en traversant l'atmosphère. Ainsi, on espère *annuler* la déformation atmosphérique. Le principe est basé sur une boucle de rétro-action : l'étude du signal mesuré permet d'adapter la configuration de l'instrument. En pratique, les déformations sont compensées en faisant varier la géométrie d'un miroir déformable de l'instrument. Une série de dispositifs appelé *actuateurs* modifie celui-ci en le déformant pas des pressions plus ou moins grande sous la surface du miroir. Cette pression est adaptée suivant la place de l'actuateur sous le miroir, et les déformations mesurées sur le front d'onde. La figure C.2 illustre ce principe de fonctionnement.

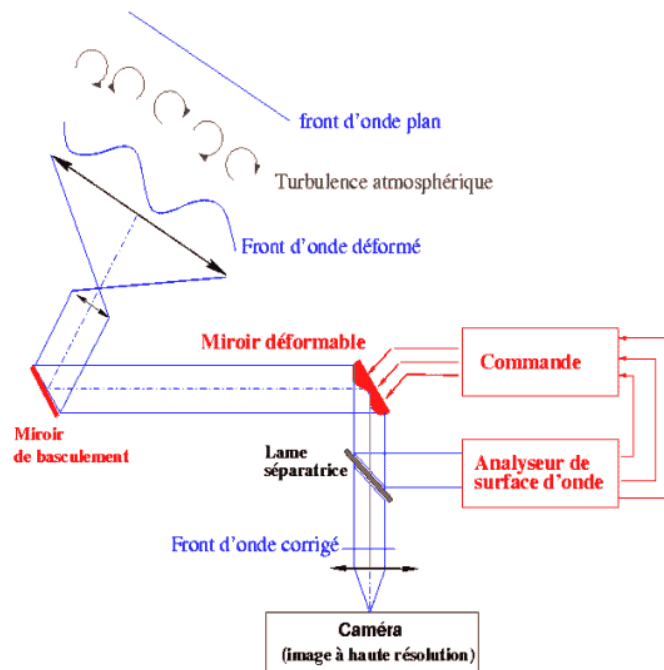


FIG. C.2 – Principe général de l'optique adaptative. Source : <http://www.onera.fr/>

J'ajouterai que, non contente d'améliorer la qualité d'imagerie d'un télescope, l'optique adaptative augmente les performances réalisées dans le domaine de la spectrométrie. En effet, elle permet de diminuer la taille des fentes utilisées par les spectromètres (en maximisant la résolution).

sant le flux passant à travers celles-ci) et donc améliore les résolutions spectrale et spatiale.

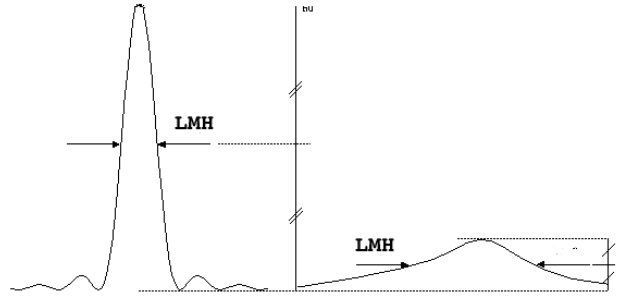


FIG. C.3 – Définition de la largeur à mi-hauteur (LMH) caractérisant la qualité d'une image. À gauche, coupe d'une image parfaite, théorique. À droite, la coupe d'une image dont la résolution est limitée par la turbulence.

Un paramètre caractéristique de la qualité des images est la largeur à mi-hauteur mesurées sur les étoile d'une image. Une étoile se caractérise par une courbe de lumière gaussienne répartie sur l'ensemble des pixels sur laquelle elle apparaît. La figure C.3 illustre bien l'effet de la turbulence atmosphérique, qui fait grimper la largeur à mi-hauteur et déforme l'étoile. Une étoile observée dans de mauvaises conditions atmosphériques devient plus *étalée*. Une binaire serrée, dans les mêmes conditions, apparaît sous la forme d'un disque vaguement allongé, voire de forme circulaire, et il est impossible de deviner qu'il y a deux objets à cet endroit.

Aujourd'hui, de plus en plus de télescopes bénéficient de cette technique. Parfois, la correction de la turbulence n'est que partielle, surtout sur les anciens systèmes, et ne prend en compte que les modifications les plus grandes du signal reçu. Mais cette technologie se raffine pour corriger des défauts de plus en plus fins.

Pour l'étude des naines M, notre équipe a bénéficié d'images prises avec l'instrument PUE'O, qui bénéficie d'optique adaptative.

Le télescope NTT, que j'ai utilisé pendant ma thèse pour à travers l'instrument SOFI pour l'étude des naines L, bénéficie d'une optique *active*. Cette technologie ne corrige pas, en fait, la turbulence, mais seulement les déformations du télescope et du miroir. Un contrôle de la température associé permet d'assurer au télescope la capacité d'atteindre le seeing ambiant. Il ne corrige donc pas l'effet limitant de l'atmosphère, mais sa position géographique lui assure un très bon environnement. De plus, cette technologie est basée sur le même principe de rétroaction. L'observation grâce à des télescopes équipés d'optique adaptative est pleine de promesses pour un travail sur les naines brunes et les planètes.

Nous avons, pendant ma thèse, déposé plusieurs demandes de temps de télescope pour observer notre échantillon de naines L avec le VLT et l'instrument NAOS, qui est équipée d'optique adaptative. Malheureusement, nos demandes ont été des échecs.

Bien que je ne sois pas rentrée dans les détails de cette instrumentation, je fais figurer ici un exemple des résultats spectaculaires obtenus grâce à l'optique adaptative de NAOS sur le VLT dans la figure C.4. Il s'agit de l'image d'une étoile de magnitude 8, observée à une longueur d'onde de $2.2 \mu m$. Dans l'image non corrigée, la largeur à mi-hauteur était de 0.50 secondes d'arc alors que dans l'image corrigée cette valeur descend jusqu'à à 0.07 secondes d'arc. Une preuve de ce que peuvent apporter ces télescopes à l'observation d'objets de magnitude élevées.

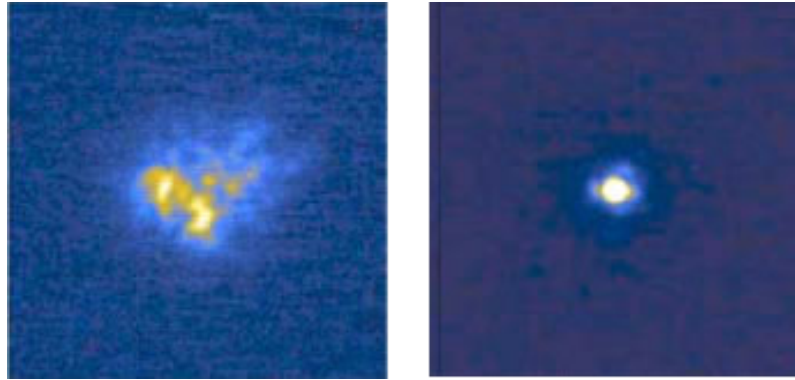


FIG. C.4 – Image d'une étoile de magnitude 8 réalisée sans (à gauche) puis avec (à droite) le système d'optique adaptative de NAOS (VLT, site de Paranal, ESO, Chili). Image issue de <http://www.onera.fr/conferences/naos/resultats.html>

Annexe D

Observations réalisées au NTT

Je fais figurer ici un tableau récapitulant les observations faites grâce au NTT des objets de l'échantillon de naines L. Il s'agit d'une partie seulement de l'échantillon (156 objets), comprenant les objets observables pendant les mois de juillet-août dans l'hémisphère sud. Les données récoltées pendant ces missions *estivales* sont celles sur lesquelles j'ai effectué une exploitation scientifique.

Nom	Jui. 2001	Jui. 2002	Jui. 2003
DENIS-PJ000832	×	×	×
DENIS-PJ000930	×	×	×
DENIS-PJ001000	×	×	× (2)
DENIS-PJ001223			×
DENIS-PJ001848	×		×
DENIS-PJ001929			×
DENIS-PJ002037			×
DENIS-PJ002146			×
DENIS-PJ003119	×		×
DENIS-PJ003255	×	×	×
DENIS-PJ003644			×
DENIS-PJ004235	×	×	×
DENIS-PJ005024	×	×	×
DENIS-PJ005638			×
DENIS-PJ005842	×	×	×
DENIS-PJ005924			×
DENIS-PJ010035			×
DENIS-PJ010951	×	×	×
DENIS-PJ011359	×	×	×
DENIS-PJ011848		×	
DENIS-PJ013500	×	×	×

Suite page suivante ...

Nom	Jui. 2001	Jui. 2002	Jui. 2003
DENIS-PJ014158	×	×	×
DENIS-PJ014231			×
DENIS-PJ014424	×		×
DENIS-PJ014441	×		×
DENIS-PJ014601	×		
DENIS-PJ015624			×
DENIS-PJ021558			×
DENIS-PJ021928	×		
DENIS-PJ022155	×		
DENIS-PJ022519	×		
DENIS-PJ022710	×		
DENIS-PJ125337	×	×	
DENIS-PJ125649	×	×	
DENIS-PJ130154	×	×	
DENIS-PJ130540	×	×	
DENIS-PJ132901	×	×	
DENIS-PJ133412	×	×	
DENIS-PJ133609	×	×	
DENIS-PJ134111	×	×	
DENIS-PJ134824	×	×	
DENIS-PJ140409			× (2)
DENIS-PJ141121	×	×	
DENIS-PJ141217	×	×	
DENIS-PJ142243	×	×	
DENIS-PJ142358	×	×	
DENIS-PJ142528	×	×	
DENIS-PJ143150	×	×	
DENIS-PJ145601	×	×	
DENIS-PJ150922			×
DENIS-PJ151016	×	×	
DENIS-PJ151047	×	×	
DENIS-PJ151444			×
DENIS-PJ151450	×	×	
DENIS-PJ151451			×
DENIS-PJ153942	×	×	×
DENIS-PJ154747	×	×	
DENIS-PJ160517	×	×	×
DENIS-PJ160950	×	×	×
DENIS-PJ161006	×	×	×
DENIS-PJ161029			×
DENIS-PJ161742			×
<i>Suite page suivante ...</i>			

Nom	Jui. 2001	Jui. 2002	Jui. 2003
DENIS-PJ161845	×	×	× (2)
DENIS-PJ161849			×
DENIS-PJ161855			×
DENIS-PJ161916	×	×	× (3)
DENIS-PJ161928	×	×	×
DENIS-PJ161929	×		
DENIS-PJ161955	×		
DENIS-PJ162020			×
DENIS-PJ162026			×
DENIS-PJ162601	×		×
DENIS-PJ162604			× (2)
DENIS-PJ162808	×		
DENIS-PJ162814			×
DENIS-PJ163600	×		× (2)
DENIS-PJ163747			×
DENIS-PJ162026			×
DENIS-PJ170214	×	×	
DENIS-PJ170335	×	×	× (2)
DENIS-PJ170427			×
DENIS-PJ170548	×	×	× (2)
DENIS-PJ183012	×	×	× (2)
DENIS-PJ184518	×	× (2)	× (2)
DENIS-PJ185743	×	×	× (2)
DENIS-PJ185950	×	×	× (3)
DENIS-PJ190503	×	×	× (2)
DENIS-PJ190520	×	×	× (2)
DENIS-PJ190723	×		× (2)
DENIS-PJ191224	×	×	× (3)
DENIS-PJ191324	×	×	× (2)
DENIS-PJ191903			×
DENIS-PJ192220	×	×	× (2)
DENIS-PJ192432	×	×	×
DENIS-PJ192600	×	×	×
DENIS-PJ193556	×	×	× (2)
DENIS-PJ193601	×	×	× (2)
DENIS-PJ194429	×	×	×
DENIS-PJ195646	×	×	× (2)
DENIS-PJ200048	×	×	×
DENIS-PJ200104	×	×	×
DENIS-PJ200740	×	×	× (2)
DENIS-PJ201155	×	×	× (2)

Suite page suivante ...

Nom	Jui. 2001	Jui. 2002	Jui. 2003
DENIS-PJ201429	×	×	× (2)
DENIS-PJ201445	×	×	× (2)
DENIS-PJ202333	×	× (2)	× (2)
DENIS-PJ203041	×	×	×
DENIS-PJ203541	×	×	× (2)
DENIS-PJ203608	×	×	×
DENIS-PJ203737	×	×	×
DENIS-PJ204502	×	×	×
DENIS-PJ205018	×	×	×
DENIS-PJ205531	×	×	×
DENIS-PJ205754	×	×	×
DENIS-PJ205809	×		
DENIS-PJ205828		×	×
DENIS-PJ205905			×
DENIS-PJ205908	×	×	×
DENIS-PJ210604			×
DENIS-PJ211504			×
DENIS-PJ213241			×
DENIS-PJ213343	×	×	×
DENIS-PJ213741	×	×	×
DENIS-PJ214915			×
DENIS-PJ215342			×
DENIS-PJ215448	×	×	×
DENIS-PJ220002	×	×	× (2)
DENIS-PJ220344			×
DENIS-PJ221344			×
DENIS-PJ221432			×
DENIS-PJ221538	×		×
DENIS-PJ222059	×	×	× (2)
DENIS-PJ222340	×	×	× (2)
DENIS-PJ222439		×	×
DENIS-PJ222443	×	×	× (2)
DENIS-PJ222721			×
DENIS-PJ222958	×	×	× (2)
DENIS-PJ223006			×
DENIS-PJ223409	×		× (2)
DENIS-PJ223654	×	×	×
DENIS-PJ223952	×	×	× (2)
DENIS-PJ224459			×
DENIS-PJ225210	×	×	× (2)
DENIS-PJ225451	×	×	× (2)

Suite page suivante ...

Nom	Jui. 2001	Jui. 2002	Jui. 2003
DENIS-PJ225518	×	×	×
DENIS-PJ230013			×
DENIS-PJ230658	×	×	×
DENIS-PJ230919			×
DENIS-PJ231018	×	×	× (2)
DENIS-PJ232112	×	×	× (2)
DENIS-PJ232246	×	×	×
DENIS-PJ232947	×	×	× (2)
DENIS-PJ233022	×	×	× (2)
DENIS-PJ234056	×	×	× (2)
DENIS-PJ234752	×	×	× (2)
DENIS-PJ235459	×	×	× (2)

TAB. D.1: *Liste des observations de type Juillet-Août. Les nombre figurant dans les parenthèses donnent le nombre d'observations pour une même mission, du fait de conditions météorologiques variables en général.*

Annexe E

Traitement d'images de CCD

Je vais décrire ici la première étape du processus de réduction de données, souvent qualifiée de *cosmétique* et dont j'ai parlé dans le chapitre 11. Cela consiste à passer des images brutes enregistrées sur un CCD à des images utilisables à des fins scientifiques. C'est ce processus que j'ai en premier lieu mis en œuvre sur les images recueillies à l'aide de l'instrument SOFI.

La pré-réduction des images SOFI s'est déroulé en plusieurs étapes :

1. Soustraction du fond calculé à partir de l'algorithme *median* de la commande *average*. Cela correspond à remonter le niveau du zéro des la réponse des pixels, pour s'affranchir de bruit de fond du ciel et du dark de l'image.
2. Division par le flat. Le flat correspond au facteur de réponse de l'instrument par rapport à l'intensité lumineuse reçue. On corrige donc l'image pour obtenir l'intensité réelle. On a considéré une image de *flat* par mission.
3. Correction des mauvais pixels. Ceux-ci sont répertoriés dans une carte fournie sur le site du NTT ou peuvent être détectés grâce à la commande *badpix* d'ECLIPSE. La même commande sert à faire la soustraction.

Pour obtenir des images permettant de corriger le *flat*, j'ai utilisé, à partir de séries d'images adaptées prévues pour SOFI, la commande *flat* d'ECLIPSE.

Je fais figurer ici la suite de commandes ECLIPSE correspondant à tout le procédé de réduction cosmétique, et qui pourraient être utiles à d'autres utilisateurs. On possède au départ cinq images formant un *cube* (un cube = une observation d'un objet). Ces cinq clichés correspondent aux décalages successifs du CCD par rapport au champ d'observation, que j'ai décrits dans le chapitre 11. Les images prises sur le NTT portent toujours un nom sous la forme ONTTXXX.fits, où XXX est la date précise de prise de l'image, à la seconde près.

Ligne de commande	Signification
<code>catcube ONTT*.fits -o cube.fits</code>	concaténation en cube d'images
<code>norm -m scaleflux imagecube.fits imagecubenorm.fits</code>	création d'une image normée pour le calcul du ciel
<code>average -i imagecubenorm.fits -o sky.fits --method median</code>	calcul du ciel médian
<code>ccube 'cube.fits sky.fits -' cube-sky.fits</code>	soustraction du ciel
<code>ccube 'cube-sky.fits gain-map-J.fits /' cube-sky-flt.fits</code>	division par le flat
<code>deadpix --clean -i cube-sky-flt.fits -o cube-cln.fits --pixmap badpix-J.fits</code>	soustraction des mauvais pixels
<code>extract -i cube-cln.fits -m plane -b 1 -e 5</code>	extraction des 5 images

Le logiciel ECLIPSE travaille sur des cubes d'images, c'est à dire des ensemble contenant toutes les sous-images, ce qui explique la première et la dernière étape.

Il faut ajouter à la procédure précédente une dernière étape réalisée à partir d'un petit script `awk`. Elle consiste à soustraire aux cinq images obtenues leur valeurs médianes, calculées à partir de `stcube`, pour les ramener à zéro. Le calcul du ciel tel qu'il a été fait ne permettait en effet pas d'avoir cette valeur à zéro.

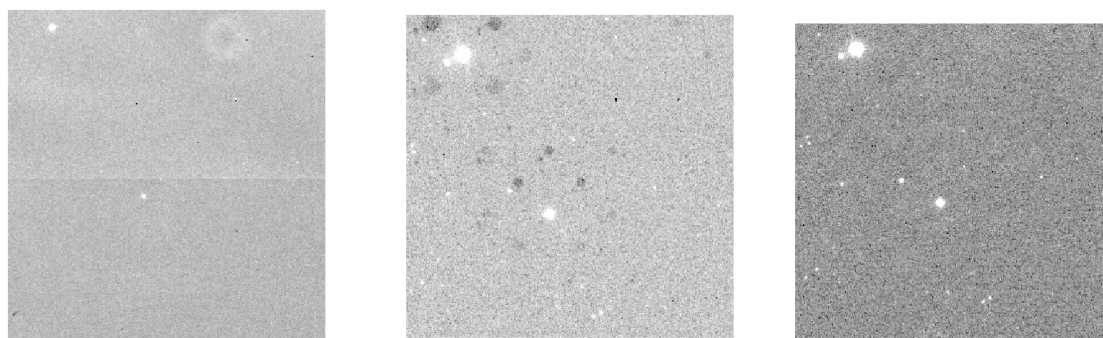


FIG. E.1 – Images NTT de l'objet DENIS-001000, de gauche à droite : sans traitement, après traitement mais présentant un problème de ciel, après traitement corrigé.

La figure E.1, montre un aperçu de l'utilité du traitement *cosmétique* des images, ainsi qu'un problème intermédiaire du au calcul du fond, initialement mauvais. Bien que la cible soit l'objet au centre de l'image, la binaire visuelle présente dans le coin supérieur gauche

de l'image montre mieux les différences de traitement. Il est impossible de distinguer les deux composantes de cette binaire dans la première image. Dans la deuxième, on voit les quatre taches correspondant aux quatre autres positions de l'objet. Ce problème était dû à un mauvais calcul pour le ciel. Dans la troisième, les objets apparaissent nettement avec un contraste bien supérieur, et les problèmes de ciel ont disparus. La dernière image est exploitable : le rapport signal sur bruit est maximal et l'image ne comporte plus de défauts.

Annexe F

Candidats binaires immédiats

Dans cette annexe se trouvent les images des candidats binaires *immédiats*, c'est à dire les binaires visuelles repérées au télescope au cours les observations se déroulant pendant les mois de juillet-août 2001, 2002 et 2003.

Pour chacun d'eux, on a de gauche à droite :

- Image du *survey* DENIS, prise en bande I,
- Image issue de DENIS, en bande J,
- Image prise au télescope NTT, en bande J. J'ai effectuée un zoom sur celle-ci pour mieux faire apparaître l'objet observé.

Pour ce qui est de l'orientation des images, elle est *naturelle* : le nord est vers le haut.

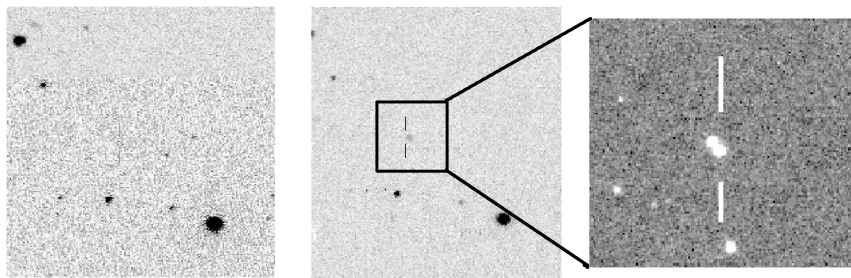
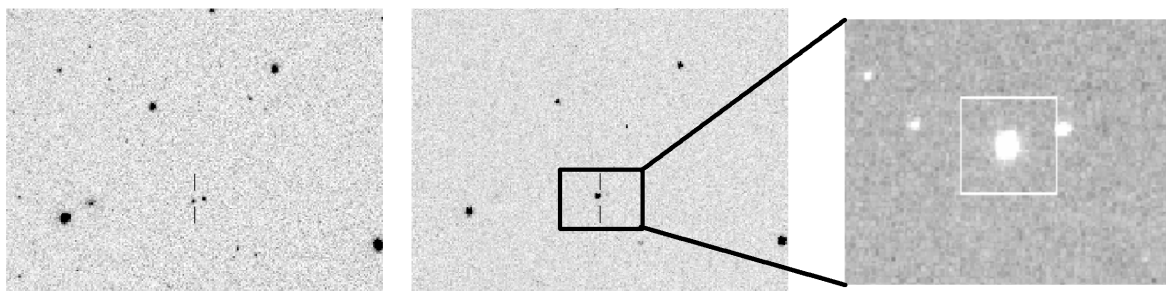
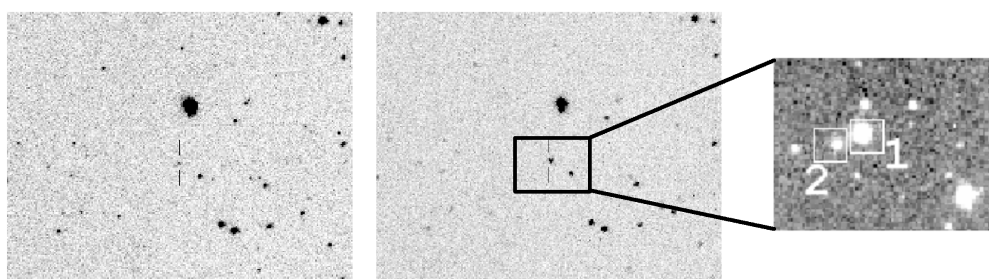
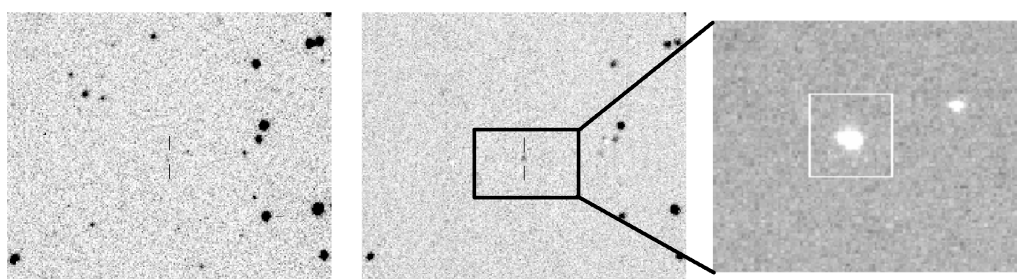


FIG. F.1 – L'objet DENIS-000832

FIG. F.2 – *L'objet DENIS-153942*FIG. F.3 – *L'objet DENIS-161916*FIG. F.4 – *L'objet DENIS-183012*

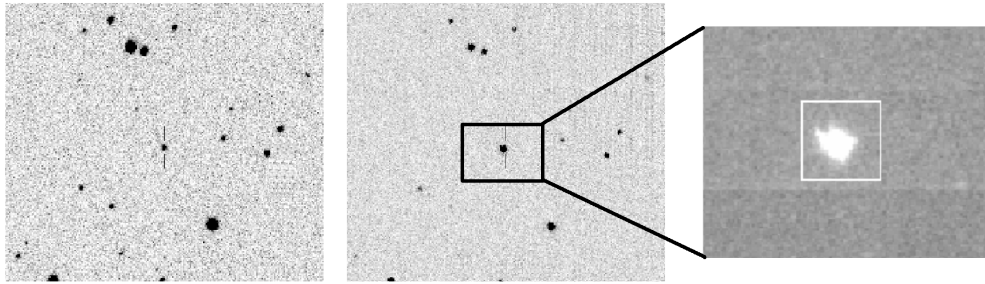


FIG. F.5 – *L'objet DENIS-204502*

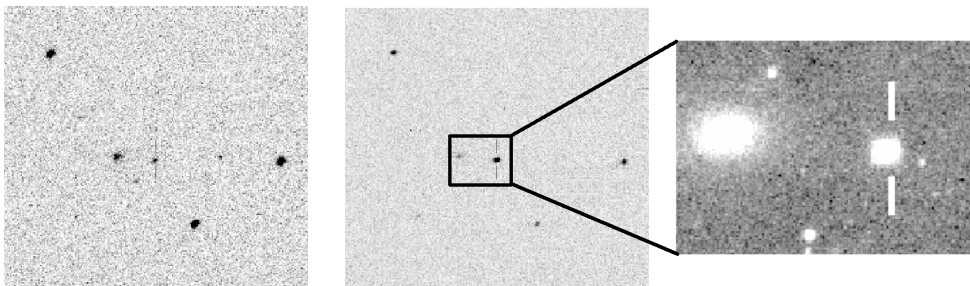


FIG. F.6 – *L'objet DENIS-220002*

Bibliographie

- Allard, F. 2000, in *Very Low-mass Stars and Brown Dwarfs*, Edited by R. Rebolo and M. R. Zapatero-Osorio. Published by the Cambridge University Press, UK, 2000., p.144, 144–+
- Allard, F., Hauschildt, P. H., Alexander, D. R., Tamanai, A., & Schweitzer, A. 2001, *ApJ*, 556, 357
- Béjar, V. J. S., Zapatero Osorio, M. R., & Rebolo, R. 1999, *ApJ*, 521, 671
- Bailer-Jones, C. 2004, *A&A*, 419, 703
- Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 1998a, *A&A*, 337, 403
- Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 1998b, *A&A*, 337, 403
- Baranne, A., Queloz, D., Mayor, M., et al. 1996, *A&AS*, 119, 373
- Basri, G. 2000, in *Eleventh Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, A.S.P. CS-223, eds. : García-López, Rebolo, Zapatero-Osorio, 261+
- Basri, G. & Marcy, G. W. 1995, *AJ*, 109, 762
- Bate, M. R. 2000, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 32, 1413
- Bate, M. R. & Bonnell, I. A. 1997, *MNRAS*, 285, 33
- Bate, M. R., Bonnell, I. A., & Bromm, V. 2002, *MNRAS*, 336, 705
- Bate, M. R., Bonnell, I. A., & Bromm, V. 2003, *MNRAS*, 339, 577
- Becklin, E. E. & Zuckerman, B. 1988, *Nature*, 336, 656
- Benedict, G. F., McArthur, B. E., Franz, O. G., Wasserman, L. H., & Henry, T. J. 2000, *AJ*, 120, 1106
- Blitz, L. 1993, in *Protostars and Planets III*, 125–161
- Bonnell, I. 2000, in *Ecole CNRS de Goutelas*, Vol. 23, 309+
- Boss, A. P. 1993, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 25, 1439
- Boss, A. P. 2001a, *ApJ*, 551, L167
- Boss, A. P. 2001b, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 33, 1361
- Bouy, H., Brandner, W., Martín, E. L., et al. 2003, *AJ*, 126, 1526
- Burrows, A., Marley, M., Hubbard, W. B., et al. 1997, *ApJ*, 491, 856
- Burrows, A. & Sharp, C. M. 1999, *ApJ*, 512, 843
- Chabrier, G. & Baraffe, I. 1997, *A&A*, 327, 1039
- Chabrier, G. & Baraffe, I. 1998, in *IAU Symp. 189 : Fundamental Stellar Properties*, Vol. 189, 331+
- Chabrier, G. & Baraffe, I. 2000, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 38, 337
- Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P. 2000a, *ApJ*, 542, 464
- Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P. 2000b, *ApJ*, 542, 464

- Cruz, K. L. & Reid, I. N. 2002, *AJ*, 123, 2828
- Curry, C. L. 2002, *ApJ*, 576, 849
- Dahn, C. C., Harris, H. C., Vrba, F. J., et al. 2002, *AJ*, 124, 1170
- Delfosse, X., Forveille, T., Beuzit, J.-L., et al. 1999, *A&A*, 344, 897
- Delfosse, X., Forveille, T., Mayor, M., et al. 1998a, *A&A*, 338, L67
- Delfosse, X., Forveille, T., Perrier, C., & Mayor, M. 1998b, *A&A*, 331, 581
- Delfosse, X., Forveille, T., Ségransan, D., et al. 2000, *A&A*, 364, 217
- Doyon, R., Nadeau, D., Vallee, P., et al. 1998, in *Proc. SPIE Vol. 3354*, p. 760-768, *Infrared Astronomical Instrumentation*, Albert M. Fowler ; Ed., 760–768
- Duchêne, G., Bouvier, J., & Simon, T. 1999, *A&A*, 343, 831
- Duquenois, A. & Mayor, M. 1991, *A&A*, 248, 485
- Dworetzky, M. M. 1983, *MNRAS*, 203, 917
- Epchtein, N., de Batz, B., Copet, E., et al. 1994, *Astrophysics and Space Science*, 217, 3
- Fischer, D. A. & Marcy, G. W. 1992, *ApJ*, 396, 178
- Fisher, R. T., Klein, R. I., & McKee, C. F. 2000, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 33, 718
- Franqueira, M., Tagger, M., & Gómez de Castro, A. I. 2000, *A&A*, 357, 1143
- Fricke, W., Schwan, H., Corbin, T., et al. 1991, *Veroeffentlichungen des Astronomischen Rechen-Instituts Heidelberg*, 33, 1
- Fricke, W., Schwan, H., Lederle, T., et al. 1988, *Veroeffentlichungen des Astronomischen Rechen-Instituts Heidelberg*, 32, 1
- Gizis, J. E., Monet, D. G., Reid, I. N., et al. 2000, *AJ*, 120, 1085
- Gliese, W. & Jahreiß, H. 1991, *Preliminary Version of the Third Catalogue of Nearby Stars*, Tech. rep.
- Grossman, A. S., Hays, D., & Graboske, H. C. 1974, *A&A*, 30, 95
- Halbwachs, J. L., Arenou, F., Mayor, M., Udry, S., & Queloz, D. 2000, *A&A*, 355, 581
- Halbwachs, J. L., Mayor, M., Udry, S., & Arenou, F. 2003, *A&A*, 397, 159
- Harrington, R. S. 1990, *AJ*, 100, 559
- Hartmann, L. 2002, *ApJ*, 578, 914
- Hawley, S. L. 2003, in "The Future of Cool-Star Astrophysics", Eds. A. Brown, G. M. Harper, & T. R. Ayres. *Proceedings of 12th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, & The Sun*, 97–109
- Hawley, S. L., Covey, K. R., Knapp, G. R., et al. 2002, *AJ*, 123, 3409
- Hayashi, C. & Nakano, T. 1963, *Progr. Theor. Phys.*, 30, 460
- Heintz, W. D. 1986, *A&AS*, 65, 411
- Henry, T. J., Franz, O. G., Wasserman, L. H., et al. 1999, *ApJ*, 512, 864
- Henry, T. J., Ianna, P. A., Kirkpatrick, J. D., & Jahreiss, H. 1997, *AJ*, 114, 388
- Henry, T. J. & McCarthy, D. W. 1990, *ApJ*, 350, 334
- Henry, T. J. & McCarthy, D. W. 1993, *AJ*, 106, 773
- Hinz, J. L., McCarthy, D. W., Simons, D. A., et al. 2002, *AJ*, 123, 2027
- Inutsuka, S. & Tsuribe, T. 2001, in *IAU Symposium*, 391–+
- Johns-Krull, C. M. & Basri, G. 1996, in *ASP Conf. Ser. 109 : Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, 431–+

- Jones, H. R. A., Longmore, A. J., Jameson, R. F., & Mountain, C. M. 1994, *MNRAS*, 267, 413
- Kirkpatrick, J. D., Reid, I. N., Liebert, J., et al. 1999, *ApJ*, 519, 802
- Kirkpatrick, J. D., Reid, I. N., Liebert, J., et al. 2000, *AJ*, 120, 447
- Klessen, R. S. & Burkert, A. 2000, *ApJ Supp. Ser.*, 128, 287
- Koerner, D. W., Kirkpatrick, J. D., McElwain, M. W., & Bonaventura, N. R. 1999, *ApJ*, 526, L25
- Kron, R. G. 1997, in *ASSL Vol. 212 : Wide-field spectroscopy*, 41–+
- Kroupa, P., Petr, M. G., & McCaughrean, M. J. 1999, *New Astronomy*, 4, 495
- Kumar, S. S. 1963, *ApJ*, 137, 1126
- Lépine, S., Rich, R. M., & Shara, M. M. 2003a, *AJ*, 125, 1598
- Lépine, S., Shara, M. M., & Rich, R. M. 2002, *AJ*, 124, 1190
- Lépine, S., Shara, M. M., & Rich, R. M. 2003b, *AJ*, 126, 921
- Larson, R. B. 1997, in *American Institute of Physics Conference Series*, 617–+
- Leggett, S. K. 1992, *ApJ Supp. Ser.*, 82, 351
- Leinert, C., Henry, T., Glindemann, A., & McCarthy, D. W. 1997, *A&A*, 325, 159
- Limber, D. N. 1957, *ApJ*, 125, 9
- Marcy, G. W. & Butler, R. P. 1995, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 27, 1379
- Martín, E. L., Barrado y Navascués, D., Baraffe, I., Bouy, H., & Dahm, S. 2003, *ApJ*, 594, 525
- Martin, E. L., Basri, G., Delfosse, X., & Forveille, T. 1997, *A&A*, 327, L29
- Martin, E. L., Brandner, W., & Basri, G. 1999, *Science*, 283, 1718
- Martín, E. L., Brandner, W., Bouvier, J., et al. 2000, *ApJ*, 543, 299
- Martín, E. L., Delfosse, X., Basri, G., et al. 1999, *AJ*, 118, 2466
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
- McCaughrean, M. J., Scholz, R.-D., & Lodieu, N. 2002, *A&A*, 390, L27
- Morau, E., Bouvier, J., Stauffer, J. R., & Cuillandre, J.-C. 2003, *A&A*, 400, 891
- Mouschovias, T. C. 1979, *ApJ*, 228, 475
- Nadeau, D., Murphy, D. C., Doyon, R., & Rowlands, N. 1994, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 106, 909
- Nakajima, T., Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., et al. 1995, *Nature*, 378, 463
- Palla, F. & Stahler, S. W. 2002, *ApJ*, 581, 1194
- Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., et al. 1997, *A&A*, 323, L49
- Phan-Bao, N., Crifo, F., Delfosse, X., et al. 2003, *A&A*, 401, 959
- Phan-Bao, N., Guibert, J., Crifo, F., et al. 2001, *A&A*, 380, 590
- Pinfield, D. J., Dobbie, P. D., Jameson, R. F., et al. 2003, *MNRAS*, 342, 1241
- Polomski, E., Vennes, S., Thorstensen, J. R., Mathioudakis, M., & Falco, E. E. 1997, *ApJ*, 486, 179
- Preibisch, T., Weigelt, G., & Zinnecker, H. 2001, in *IAU Symposium*, Vol. 200, 69+
- Rebolo, R., Martin, E. L., Basri, G., Marcy, G. W., & Zapatero-Osorio, M. R. 1996, *ApJ*, 469, L53+
- Rebolo, R., Martin, E. L., & Magazzu, A. 1992, *ApJ*, 389, L83

- Rebolo, R., Zapatero-Osorio, M. R., & Martín, E. L. 1995, *Nature*, 377, 129
- Reid, I. N. & Cruz, K. L. 2002, *AJ*, 123, 2806
- Reid, I. N., Cruz, K. L., Laurie, S. P., et al. 2003, *AJ*, 125, 354
- Reid, I. N. & Gizis, J. E. 1997, *AJ*, 113, 2246
- Reid, I. N., Gizis, J. E., Kirkpatrick, J. D., & Koerner, D. W. 2001, *AJ*, 121, 489
- Reid, I. N., Hawley, S. L., & Gizis, J. E. 1995, *AJ*, 110, 1838
- Reipurth, B. & Clarke, C. 2001, *AJ*, 122, 432
- Reylé, C., Robin, A. C., Scholz, R.-D., & Irwin, M. 2002, *A&A*, 390, 491
- Roddier, F. 1981, *Prog. Optics*, Volume 19, p. 281-376, 19, 281
- Ségransan, D., Delfosse, X., Forveille, T., et al. 2000, *A&A*, 364, 665
- Scholz, R.-D., Meusinger, H., & Jahreiß, H. 2001, *A&A*, 374, L12
- Skrutskie, M. F., Beichman, C., Capps, R., et al. 1995, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 27, 1392
- Sterzik, M. F., Durisen, R. H., & Zinnecker, H. 2003, *A&A*, 411, 91
- Tarter, J. C. 1976, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 8, 517
- Teegarden, B. J., Pravdo, S. H., Hicks, M., et al. 2003
- Tilley, D. A. & Pudritz, R. E. 2003, *ApJ*, 593, 426
- Tinney, C. G., Delfosse, X., & Forveille, T. 1997, *ApJ*, 490, L95+
- Tohline, J. E. & Durisen, R. H. 2001, in *IAU Symposium*, 40–+
- Tokovinin, A. 2001, in *IAU Symposium*, 84–92
- Torres, G., Henry, T. J., Franz, O. G., & Wasserman, L. H. 1999, *AJ*, 117, 562
- Van Altena, W. F., Lee, J. T., & Hoffleit, D. 1995, *The General Catalog of trigonometric stellar parallaxes (Yale University Observatory)*
- Van Biesbroeck, G. 1961, *AJ*, 66, 528
- Zapatero Osorio, M. R., Rebolo, R., Martín, E. L., et al. 1999, *A&AS*, 134, 537