



**HAL**  
open science

# Formation des planètes géantes autour des étoiles de faible masse : contraintes observationnelles en imagerie (optique adaptative)

Justine Lannier

## ► To cite this version:

Justine Lannier. Formation des planètes géantes autour des étoiles de faible masse : contraintes observationnelles en imagerie (optique adaptative). Astrophysique [astro-ph]. Université Grenoble Alpes, 2016. Français. NNT : . tel-01493065

**HAL Id: tel-01493065**

**<https://theses.hal.science/tel-01493065>**

Submitted on 20 Mar 2017

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

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

## THÈSE

Pour obtenir le grade de

**DOCTEUR DE LA COMMUNAUTE UNIVERSITE  
GRENOBLE ALPES**

Spécialité : **Astronomie & Astrophysique**

Arrêté ministériel : 7 août 2006

Présentée par

**Justine LANNIER**

Thèse dirigée par **Anne-Marie LAGRANGE** et  
codirigée par **Philippe DELORME**

préparée au sein du l'**Institut de Planétologie et  
d'Astrophysique de Grenoble (IPAG)**  
dans l'**École Doctorale de Physique**

## **Formation des planètes géantes autour des étoiles de faible masse : contraintes observationnelles en imagerie (optique adaptative)**

Thèse soutenue publiquement le **26 septembre 2016**,  
devant le jury composé de :

**Dr., Thierry, FORVEILLE**

Astronome, Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble  
(France), Président

**Pr., David, LAFRENIERE**

Professeur, Université de Montréal (Canada), Rapporteur

**Pr., Damien, SEGRANSAN**

Professeur, Observatoire astronomique de l'Université de Genève  
(Suisse), Rapporteur

**Pr., Christoph, MORDASINI**

Professeur, Université de Bern (Suisse), Examinateur

**Dr., Céline, REYLE**

Astronome, Univers Transport Interfaces Nanostructures Atmosphère et  
environnement (France), Examinatrice

**Dr., Arthur, VIGAN**

Chargé de recherche, Laboratoire d'Astrophysique de Marseille (France),  
Examinateur

**Dr., Anne-Marie, LAGRANGE**

Directrice de recherche, Institut de Planétologie et d'Astrophysique de  
Grenoble (France), Directrice de thèse

**Dr., Philippe, DELORME**

Astronome adjoint, Institut de Planétologie et d'Astrophysique de  
Grenoble (France), co-Directeur de thèse





PhD dissertation in Astronomy & Astrophysics

# **Giant planet formation around low-mass stars : observational constraints in imaging (adaptive optics)**

by

**Justine LANNIER**

under the direction of

Anne-Marie LAGRANGE (advisor)

Philippe DELORME (co-advisor)

Defended on September 26<sup>th</sup>, 2016

PhD Degree prepared at

Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble

414 Rue de la Piscine, 38400 Saint-Martin-d'Hères

Ecole doctorale de Physique de Grenoble - Université Grenoble Alpes



# Remerciements

Plus qu'une simple expérience professionnelle, la thèse est, selon moi, un véritable parcours initiatique. On exalte, on déchante, on parle, on explore, on revient en arrière, on doute, et on recommence. Et on finit par se trouver, avec l'appui de son entourage. C'est en tout cas ainsi que je vois ma thèse. Comme la somme de toutes ces petites choses joyeuses, de tous ces moments de doute, de tous ces fous rires contagieux, de toutes ces soirées, de toutes ces discussions, et surtout de tout ce soutien familial, amical et entre les doctorant-es. J'ai donc beaucoup de gens à remercier au terme de ces trois années hautes en couleur :)

Je vais commencer par mes chefs : Anne, Philippe, je vous remercie de m'avoir donné l'opportunité de vivre tout cela. Philippe, un infini merci pour ta patience, ta sympathie, ta gentillesse, et tes références à Kaamelott ;)

Un grand merci également aux membres de mon jury pour avoir pris le temps de lire, de commenter mon manuscrit, et d'avoir fait le déplacement jusqu'à Grenoble :)

Je profite de ces quelques lignes pour remercier les ipagiens et ipagiennes. En particulier, Gaël, pour m'avoir choisie en stage de M2 ; Nadège, pour nos discussions très enrichissantes sur MESS2 ; Xavier D., pour être présent aux côtés des doctorant-es de ton équipe ; le GAD et en particulier Nicolas, pour votre dévouement à notre bien-être ; Mickaël, pour ton soutien, pour ces week-ends Kfée des Jeux, et nos discussions ; Christophe, pour ta gentillesse ; Alexis, pour tous ces quatre-heures du dimanche à parler et refaire le monde, pour ton écoute et ton amitié. Merci à l'ensemble des chercheurs et chercheuses qui ont assisté à ma répétition quelques jours avant ma soutenance (Gaël, Evelyne, Romane, Aurore, Mickaël, Alexis (malgré ta coqueluche ;)) ). Un grand merci aussi au personnel administratif (particulièrement Marie-Hélène, la super gestionnaire de notre équipe :)) ), vous travaillez à ce que tout se passe au mieux. Enfin, sans les informaticiens, je galèrerais encore à établir une connexion avec Montréal pour ma soutenance, alors merci à l'ensemble du service informatique. Je tiens à plus particulièrement souligner l'implication de Valérie et de Richard dans le bien-être de nous autres, les thésards :)

Comment parler de l'IPAG, sans penser aux doctorant-es ? Big up à vous tou-tes, pour les tea-times et pauses de l'après-midi, pour les soirées jeux, Murders et bars, pour nos discussions, pour le Troloscoop et le Télescoop, pour le forum-thésards ;) Un grand merci en particulier à mes deux co-bureaux successifs, Fabien (pour nos discussions sur *Docteur Who*, et pour avoir trois ans durant essayé de me faire sortir de mes gonds, et t'as pas réussi ^^), et Anaël (merci du fond du coeur pour ton aide, nos discussions philosophiques, nos fous rires, nos remontages de moral respectifs, et le Télescoop bien sûr). Faustine, ça m'a fait un bien fou de parler de tout avec toi, surtout à la fin de nos thèses, vu qu'on était en mode "pétage de cables" ^^ . Maxime, je me souviendrai toujours de ces vacances de ouf au Québec :) Le bureau 206, merci pour avoir rit à chaque fois que je rentrais dans votre bureau en scandant "Pause???" tout en ouvrant mon Kinder Bueno ;) Merci beaucoup Elie pour ton soutien et ton écoute et, entre autres, la ballade d'avant-soutenance sur le campus alors que je chantais du Francis Cabrel et que tu n'aimes définitivement pas ses

chansons ^^ Julien R., encore un grand merci pour le Lindy, nos skypes, et San Francisco. Romane, merci de m'avoir envoyé tes précieux encouragements :) Julien M., je te dis merci pour nos discussions à Paranal et ton accueil chaleureux même quand tu n'étais physiquement pas là ^^.  
Merci à Flo, Kike, Anne, Fannie, Manon, Juan, Miriam, Will, Sylvain, Mathilde, Cyprien, Lucile, Joran, Nico, Lætitia, Victor, Thomas, Aina.

Je tiens à remercier chaleureusement mes ami-es, vous avez été nombreuses et nombreux à avoir pu faire le déplacement pour ma soutenance : Bubulle, Damien, Lulu, Lucie, Elo, Emilie, Anne-Elise, Hugo :)

A mes parents, j'exprime toute ma reconnaissance et tout mon amour pour le soutien sans faille dont vous avez fait preuve :) Je remercie aussi mon frère, Jean-François, et ma sœur, Muriel : vous avez été des exemples pour moi, les choix que j'ai faits ont été guidés par les récits de vos propres expériences. Merci aussi à Anna et Julia, mes deux nièces, vous faites de moi une Tata comblée :) Merci à Laurent, merci à Alex, d'être là. Merci aussi à Tonton Francis, Peggy, Nelly et Pascal pour les très bons moments passés ensemble.

Enfin, je tiens à dire merci à Monsieur Gérard, mon professeur de Physique-Chimie du lycée, qui m'a transmis sa passion de comprendre et de résoudre des problèmes.

# Résumé

L'étude des exoplanètes, et en particulier celle des planètes géantes gazeuses, est une branche jeune et florissante de l'astrophysique moderne. Les grandes problématiques qui ont émergé des études sur cette population de planètes consistent à comprendre comment elles se sont formées, comment elles ont spatialement et temporellement évolué, et comment elles influencent d'éventuelles autres planètes au sein des systèmes stellaires. Afin d'apporter des réponses à ces questions, il a été nécessaire de développer des techniques d'observation et des outils d'analyse des données les plus performants possibles. C'est dans ce cadre que j'ai effectué mon travail de thèse, qui s'est articulé autour de trois projets.

En premier lieu, je me suis intéressée à étudier le taux d'occurrence des planètes géantes gazeuses en orbite autour des naines M. Pour réaliser cette étude statistique, j'ai utilisé des données de deux relevés NaCo, le premier étant consacré aux naines M, et le second étant constitué d'étoiles AF et ayant été précédemment étudié par des membres de notre équipe. J'ai développé un code Monte Carlo, et me suis servie de la logique de la contraposition pour mener une étude comparative des résultats de ces deux relevés. J'ai également associé des gammes de rapports de masses entre la planète et son étoile à des mécanismes de formation privilégiés. J'en ai conclu que la formation des planètes géantes gazeuses formée par accrétion sur coeur était favorisée si ces planètes se situaient autour d'étoiles AF plutôt que des naines M, pour des séparations allant de 8 à 400 unités astronomiques. La fréquence des planètes géantes gazeuses reste toutefois faible quelque soit la masse de l'étoile considérée (typiquement  $<20\%$ ).

Je me suis par la suite intéressée à développer un outil statistique capable de combiner des données de vitesses radiales et d'imagerie directe afin d'apporter des contraintes supplémentaires sur la population de planètes géantes situées à toutes les séparations, pour des systèmes particuliers. Le code que j'ai écrit repose sur une génération Monte Carlo de planètes synthétiques. Je l'ai appliqué sur les données de vitesses radiales et d'imagerie d'étoiles jeunes et proches : AU Mic,  $\beta$  Pictoris, HD 113337, et HD 95086. Les futures applications pourront être nombreuses à la fois parce que les données de vitesses radiales sont de plus en plus abondantes, et parce que les instruments de haut contraste et haute résolution angulaire permettent de sonder des séparations toujours plus courtes.

Grâce à ces deux premiers projets de ma thèse, j'ai pris en main les outils de réduction de données développés à l'IPAG, et j'ai développé des outils statistiques me permettant de commencer à mener mon dernier projet. Cet ultime projet consiste en l'observation, la réduction et l'analyse de données de vitesses radiales HARPS et d'imagerie SPHERE obtenues conjointement pour un ensemble de naines K5-M5, proches et jeunes. L'analyse de l'ensemble des données va permettre d'apporter de fortes contraintes sur les populations de planètes géantes gazeuses en orbite autour des étoiles de faible masse, depuis les très courtes jusqu'aux plus longues séparations.

**Mots-clefs : Systèmes planétaires – Formation planétaire – Etoiles de faible masse – Etoiles jeunes – Imagerie directe – Vitesses radiales – Statistiques**





# Abstract

Studying exoplanets, and in particular gaseous giant planets, is a new field of modern astrophysics. Understanding how the giant planets form, evolve with time, and have an impact on potential other planets within a stellar system are part of the biggest challenges of this science. The development of the most efficient observational techniques and optimal analysis tools have been necessary to bring answers to these problematics. This is the context in which I realized my PhD thesis. I present in this manuscript the three projects that I led during these last three years.

First, I studied the occurrence rate of the giant planets that orbit around M dwarfs. To realize this statistical study, I used NaCo data from two surveys. The first survey was composed of M dwarfs, the second was made of AF stars that were already studied by members of our team. I developed a Monte Carlo code, and used contrapositive logic to lead a comparative analysis of these two surveys. I also associated star to planet mass ratios to planetary formation scenarios. My conclusions are that giant planets can more easily be formed by core accretion around AF stars than around M dwarfs, for separations between 8 and 400 astronomical units. Wide-orbit giant planets are rare whatever the stellar mass (<20%).

Then, I developed a statistical tool that combines radial velocity and direct imaging data of specific stars, to better constrain the giant planet population at all separations. The code that I wrote is based on a Monte Carlo generation of synthetic planet populations. I applied this code on radial velocity and direct imaging data from young and nearby stars : AU Mic,  $\beta$  Pictoris, HD 113337, and HD 95086. The future applications will be numerous thanks to the increase of the time baseline of radial velocity data and thanks to new high contrast and high resolution instruments able to probe shorter separations.

These first two projects have allowed me to understand how to reduce and analyze data, and to develop statistical tools useful for my last project. This last project consists of observing, reducing and analyzing radial velocity and direct imaging data of a sample of K5-M5 young and nearby dwarfs. This project will bring strong constraints on the gaseous giant planet population that orbits around low mass stars, from short to wider separations.

**Keywords : Planetary systems – Planet formation – Low-mass stars – Young stars – Direct imaging – Radial velocities – Statistics**



# Table des matières

<b>Avant-propos</b>	<b>1</b>
<b>1 Vingt ans de recherche de planètes extra solaires.</b>	<b>3</b>
1.1 Les planètes extra solaires.	4
1.1.1 Qu'est-ce qu'une exoplanète?	4
1.1.2 La diversité des exoplanètes.	4
1.2 Les méthodes de détection indirectes.	5
1.2.1 Spectroscopie Doppler.	6
1.2.2 Astrométrie.	8
1.2.3 Chronométrage.	9
1.2.4 Transits photométriques.	9
1.2.5 Interférométrie.	10
1.2.6 Microlentilles gravitationnelles.	11
1.3 L'imagerie directe.	12
1.3.1 Description de la méthode.	12
1.3.2 Imagerie à haute résolution angulaire : principes généraux.	13
1.3.3 Imagerie à haut contraste : principes généraux.	16
1.3.4 Les instruments d'imagerie.	19
1.3.5 Principe de la réduction des données d'imagerie directe.	23
1.4 Les mécanismes de formation et d'évolution des planètes.	27
1.4.1 La formation planétaire.	27
1.4.2 L'évolution des planètes.	33
1.4.3 Formation et évolution planétaires appliquées au cas des planètes géantes autour des étoiles de faible masse.	35
1.5 Objectifs de ma thèse.	36
<b>2 Exoplanètes autour des naines M : étude de la corrélation entre masse stellaire et fréquence planétaire, par imagerie directe.</b>	<b>39</b>
2.1 Etat de l'art de nos connaissances.	39
2.1.1 Taux d'occurrence des planètes en fonction des masses stellaires.	39
2.1.2 La recherche de planètes autour des naines M.	44
2.2 Mon apport : étude la corrélation entre la fréquence planétaire et la masse stellaire.	45
2.2.1 Le relevé MASSIVE.	45
2.2.2 Le relevé des étoiles A-F.	47
2.2.3 Calcul des taux occurrences planétaires par analyse bayésienne.	47
2.2.4 Article.	55
2.3 Bilan et perspectives.	78

<b>3</b>	<b>Couplage des vitesses radiales et de l'imagerie directe.</b>	<b>79</b>
3.1	Contexte. . . . .	80
3.1.1	La complémentarité de l'imagerie directe et de la méthode des vitesses radiales.	80
3.1.2	La formation, l'évolution et l'architecture des systèmes multi-planétaires. . .	80
3.1.3	Contraindre les modèles de synthèse de planètes. . . . .	82
3.2	Mon travail sur la combinaison de données d'imagerie et de vitesses radiales. . . .	82
3.2.1	Description de la méthode. . . . .	82
3.2.2	Résultats sur AU Mic (article). . . . .	87
3.3	Application à d'autres systèmes particuliers. . . . .	101
3.3.1	$\beta$ Pictoris. . . . .	101
3.3.2	HD 113337. . . . .	102
3.3.3	HD 95086. . . . .	106
3.4	Bilan et perspectives. . . . .	108
<b>4</b>	<b>Recherche de compagnons planétaires autour d'étoiles de faibles masses par l'analyse de leurs données de vitesses radiales et d'imagerie directe - travail en cours.</b>	<b>111</b>
4.1	Motivation scientifique à conduire ce relevé. . . . .	111
4.2	Description du relevé. . . . .	112
4.2.1	Les étoiles ciblées. . . . .	112
4.2.2	Les observations. . . . .	112
4.3	La réduction des données. . . . .	116
4.3.1	Les données HARPS. . . . .	116
4.3.2	Les données SPHERE. . . . .	116
4.4	Résultats préliminaires. . . . .	117
<b>5</b>	<b>Bilan et perspective</b>	<b>121</b>
	Liste des publications et conférences	125
	Bibliographie	129

# Table des figures

1.1	Diagramme masse-séparation des planètes détectées au 23 juin 2016. . . . .	5
1.2	Schéma d'une orbite képlérienne. . . . .	6
1.4	Principe de détection par vitesses radiales. . . . .	7
1.5	Principe de détection par la méthode des transits. . . . .	11
1.6	Schéma représentant la détection d'une exoplanète par interférométrie. . . . .	11
1.7	Principe de détection par la méthode des microlentilles gravitationnelles. . . . .	12
1.8	Principe de fonctionnement de l'optique adaptative. . . . .	15
1.9	Illustration de la présence de tavelures quasi-statiques. . . . .	17
1.10	Principe des modes d'observation Field et Pupil Tracking. . . . .	18
1.11	Représentation en blocs de NaCo . . . . .	20
1.12	Schéma descriptif de SPHERE. . . . .	21
1.13	Comparaison des limites de détection atteintes par SPHERE et NaCo. . . . .	22
1.14	Limites de détection des instruments actuels et à venir pour l'imagerie directe d'exoplanètes. . . . .	23
1.15	Schéma explicatif de la chaîne de réduction de données d'imagerie. . . . .	24
1.16	Illustrations de l'évolution de la masse, de l'accrétion, du rayon, et de la luminosité d'une planète semblable en masse et séparation à Jupiter. . . . .	28
1.17	Evolution temporelle de la masse de la protoplanète formées par accrétion sur coeur. . . . .	30
1.18	Evolution temporelle de la masse coeur rocheux en fonction du processus d'accrétion employé. . . . .	30
1.19	Evolution temporelle de la densité d'un disque protoplanétaire. . . . .	32
1.20	Evolution temporelle de la luminosité de planètes pour des départs froids et chauds. . . . .	33
1.21	Evolution temporelle de la luminosité de planètes pour des départs tièdes. . . . .	34
1.22	Masses et rayons des ensembles {coeur-enveloppe} de planètes formées par accrétion sur coeur. . . . .	36
2.1	Diagramme de Hertzsprung-Russel. . . . .	44
2.2	Ensemble des exoplanètes détectées. . . . .	45
2.3	2MASS0103(AB) b et 2M1207 b. . . . .	46
2.4	Comparaison de la forme du prior conjugué et du prior de Jeffreys. . . . .	49
2.5	Fréquences des objets substellaires autour des cibles de MASSIVE, en utilisant le prior de Jeffreys et le prior conjugué. . . . .	49
2.6	Posterior calculé à partir d'un prior empirique. . . . .	50
2.7	Fréquences des objets substellaires autour des cibles de MASSIVE et du relevé d'étoiles AF, en utilisant le prior conjugué. . . . .	51
2.8	Distributions des probabilités de différences entre les deux distributions, en utilisant le prior conjugué. . . . .	53
2.9	Distributions des probabilités de différences entre les deux distributions, en utilisant de Jeffreys. . . . .	54

3.1	Domaines de masses planétaires et séparations généralement sondés par les vitesses radiales et en imagerie directe. . . . .	81
3.2	Gain à utiliser MESS2 en fonction du déplacement temporelle d'une planète autour d'une étoile imagée. . . . .	84
3.3	Corrections des effets de la pulsation et de l'activité stellaires sur les limites de détection. . . . .	86
3.4	Limites de détection obtenues avec MESS2 sur AU Mic. . . . .	88
3.5	Vitesses radiales de $\beta$ Pictoris. . . . .	101
3.6	Limites de détection calculées par MESS2 pour $\beta$ Pictoris. . . . .	102
3.7	Résidus de l'ajustement des vitesses radiales de HD 113337. . . . .	103
3.8	Limites de détection calculées par MESS2 pour HD 113337, en supposant un âge de 100 Ma. . . . .	104
3.9	Limites de détection calculées par MESS2 pour HD 113337, en supposant un âge de 300 Ma. . . . .	105
3.10	Vitesses radiales de HD 95086. . . . .	107
3.11	Limites de détection calculées par MESS2 pour HD 95086 . . . . .	108
3.12	Histogrammes des spectres, visites et bases de temps (jusqu'en novembre 2015) des vitesses radiales d'étoiles jeunes et proches, avec HARPS. . . . .	109
3.13	Limites de détection GAIA et HARPS pour une naine M. . . . .	110
4.1	Données brutes et finales du spectrographe intégral de champ. . . . .	117
4.2	Résultats de la réduction et de l'analyse des données de HIP 31878. . . . .	118
4.3	Analyse PCA de 2MASS J23301341-202327. . . . .	119

# Liste des tableaux

1.1	Liste des exoplanètes détectées par imagerie directe. . . . .	14
1.2	Filtres employés par NaCo. . . . .	19
1.3	Caméras utilisées par NaCo. . . . .	19
1.4	Comparaison des caractéristiques de NaCo et SPHERE. . . . .	22
2.1	Taux d'occurrence planétaires. . . . .	43
2.2	Objets substellaires détectés dans les relevés MASSIVE et des étoiles AF. . . . .	52
4.1	Liste des cibles du relevé d'étoiles K5-M5 jeunes et proches, observées par HARPS et SPHERE. . . . .	113
4.2	Associations auxquelles appartiennent les étoiles du relevé. . . . .	114
4.3	Résumé des observations SPHERE et HARPS de nos cibles. . . . .	115





# Abréviations

ADI	Angular Differential Imaging, <i>Imagerie différentielle angulaire</i>
E-ELT	European Extremely Large Telescope, <i>Télescope géant européen</i>
ESO	European Southern Observatory, <i>Observatoire européen austral</i>
FEP	Fonction d'Étalement du Point
Ma	Million d'années
$M_{Jup}$	Masse de Jupiter, $1.99 \times 10^{27}$ kg
$M_{\oplus}$	Masse terrestre, $5.97 \times 10^{24}$ kg
$M_{\odot}$	Masse solaire, $1.99 \times 10^{33}$ kg
NaCo	NAOS-CONICA
pc	Parsec, $3.08 \times 10^{16}$ m
$R_{Jup}$	Rayon de Jupiter, $7.15 \times 10^6$ m
$R_{\oplus}$	Rayon terrestre,
$R_{\odot}$	Rayon solaire, $6.96 \times 10^{10}$ m
SPHERE	Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet REsearch,
UA	Unité astronomique, $1.49 \times 10^{11}$ m
UAI	Union Astronomique International
VLT	Very Large Telescope, <i>très grand télescope</i>



# Avant-propos

Depuis l'aube de l'humanité, les femmes et les hommes n'ont cessé de se questionner sur ce qui leur était inconnu. Cette essence humaine a permis à notre espèce de conquérir de nouveaux territoires, de s'adapter aux changements environnementaux, d'appréhender le feu, de construire des villes, etc. Les grandes avancées de l'humanité sont donc les fruits de la projection de notre esprit sur cet inconnu, quel que soit le domaine en question.

Pour ce qui est du domaine des exoplanètes, Giordano Bruno avait par exemple compris que les étoiles étaient comparables à notre Soleil et que des planètes pouvaient se trouver autour, alors qu'il a vécu au 16ème siècle, bien avant que les scientifiques comprennent ce que les étoiles étaient, ce dont elles étaient faites, et ce qu'était une planète. Plus récemment en 1952, Otto Struve expliqua que des planètes plus massives que Jupiter pourraient être détectées à courtes séparations par les méthodes des vitesses radiales et des transits, alors même que de telles planètes n'étaient pas présentes dans notre Système solaire. Les découvertes réalisées quelques cinquante ans plus tard lui donneront raison, la première exoplanète autour d'une autre étoile que le Soleil, 51 Peg b, ayant été détectée en 1995 par Michel MAYOR et son doctorant Didier QUELOZ.

Vingt ans après, plus de 3000 nouvelles planètes extra-solaires sont connues, amenant des questionnements tels que : Sommes-nous seuls dans l'Univers ? Si la vie est présente sur une autre planète, ressemble-t-elle à celle que nous connaissons ici, sur Terre ? Pourra-t-on un jour communiquer avec une forme d'intelligence extraterrestre ? Et dans quel but : belliqueux, scientifique, commercial ?

L'un des nouveaux rêves de l'humanité aujourd'hui est donc de trouver de la vie autre part dans notre Galaxie, malgré toutes les contradictions que cela suppose, tant en ce qui concerne la place des religions dans nos différentes cultures, que notre regard anthropocentrique par construction (l'être humain depuis australopithèque ayant vécu "seul" pendant plusieurs millions d'années, isolé de tout contact extraterrestre intelligent). Des bouleversements profonds de nos sociétés seraient par conséquent à prévoir si à l'instar de nombreuses oeuvres de science-fiction des relations étaient établies entre notre monde et un autre, ou si de la vie, même "basique", était détectée sur une autre planète. C'est ce nouveau rêve de cohabitation spatiale qui a poussé Stephen Hawking à réfléchir très sérieusement à l'envoi de sondes vers Alpha du Centaure via le projet Breakthrough Starshot, en collaboration avec le patron de Facebook, Mark Zuckerberg, et le milliardaire russe Yuri Milner. Si ce projet a pour but de découvrir un nouveau système planétaire et peut-être de nous rendre témoins de la vie autre part que sur Terre, cette recherche nous questionne également sur notre humanité.

Pour l'heure, en plus d'ouvrages scientifiques qui étudient diverses possibilités quant à la vie extra-terrestre, les oeuvres de science-fiction telles que *Stars Wars*, *2001 : l'Odyssée de l'Espace* ou *Contact* nous offrent un large éventail de possibilités quant à la vie que les exoplanètes et exolunes pourraient peut-être abriter.

Mise à part la dimension philosophique de la recherche de planètes extra-solaires, cette science nouvelle a apporté de nouveaux défis et problématiques scientifiques et technologiques. En effet, si le Système solaire était considéré comme le modèle de référence avant 1995, la découverte de Jupiter chauds comme 51 Peg b, de systèmes compacts (planètes telluriques très proches de leur

---

étoile), et de planètes géantes gazeuses situées à longues séparations a bouleversé notre compréhension des mécanismes et conditions favorisant la formation et l'évolution des planètes. De même, les corrélations entre fréquence planétaire et certains paramètres stellaires (comme la masse et la métallicité) sont discutées dans de nombreuses études.

Si le domaine des exoplanètes de ces deux dernières décennies s'est focalisé sur la découverte de nouvelles planètes extra-solaires, leur caractérisation devient un axe de recherche privilégié pour les décennies à venir. La découverte et la caractérisation des planètes ont été et seront possibles grâce à des instruments de plus en plus performants, que ce soit les spectrographes ou les imageurs, dans le but de détecter des planètes toujours plus petites.

Les recherches sur les exoplanètes conduites à l'IPAG s'inscrivent donc dans un contexte scientifique riche, et la thèse que j'ai menée apporte sa pierre à l'édifice des connaissances sur les planètes extra-solaires géantes gazeuses en orbite autour des étoiles de faible masse.

# Chapitre 1

## Vingt ans de recherche de planètes extra solaires.

### Sommaire

---

<b>1.1 Les planètes extra solaires.</b> . . . . .	<b>4</b>
1.1.1 Qu'est-ce qu'une exoplanète? . . . . .	4
1.1.2 La diversité des exoplanètes. . . . .	4
<b>1.2 Les méthodes de détection indirectes.</b> . . . . .	<b>5</b>
1.2.1 Spectroscopie Doppler. . . . .	6
1.2.2 Astrométrie. . . . .	8
1.2.3 Chronométrage. . . . .	9
1.2.4 Transits photométriques. . . . .	9
1.2.5 Interférométrie. . . . .	10
1.2.6 Microlentilles gravitationnelles. . . . .	11
<b>1.3 L'imagerie directe.</b> . . . . .	<b>12</b>
1.3.1 Description de la méthode. . . . .	12
1.3.2 Imagerie à haute résolution angulaire : principes généraux. . . . .	13
1.3.3 Imagerie à haut contraste : principes généraux. . . . .	16
1.3.4 Les instruments d'imagerie. . . . .	19
1.3.5 Principe de la réduction des données d'imagerie directe. . . . .	23
<b>1.4 Les mécanismes de formation et d'évolution des planètes.</b> . . . . .	<b>27</b>
1.4.1 La formation planétaire. . . . .	27
1.4.2 L'évolution des planètes. . . . .	33
1.4.3 Formation et évolution planétaires appliquées au cas des planètes géantes autour des étoiles de faible masse. . . . .	35
<b>1.5 Objectifs de ma thèse.</b> . . . . .	<b>36</b>

---

L'étude des exoplanètes est une branche jeune et florissante de l'astrophysique moderne. En un peu plus de 20 ans, plus de 3000 planètes extra-solaires ont été découvertes, certaines en partie caractérisées, autour d'étoiles de notre voisinage solaire. Les propriétés de ces planètes sont très variées, tant en ce qui concerne leur masse que leur séparation à leur étoile, entre autres. Cependant, certaines combinaisons masses-séparations n'ont pas été observées du fait des limites instrumentales. La rareté des planètes définies par ces combinaisons masses-séparations pourrait aussi être une réalité, mais cela n'est pas encore démontrable avec les instruments actuels. Chaque méthode de détection privilégie la découverte de planètes définies par et limitées à une certaine gamme de propriétés : les planètes telluriques sont détectables par transit ou vitesses radiales, les planètes géantes gazeuses jeunes éloignées de leur étoile peuvent être imagées. La complémentarité

des propriétés des planètes détectées à ce jour nous offre une compréhension plus globale et plus fine de leur formation et de leur évolution temporelle et spatiale. Je me suis intéressée pendant mes années de thèse à la recherche et à l'étude statistique des planètes géantes gazeuses jeunes qui viennent de se former - planètes âgées de seulement quelques millions à plusieurs dizaines de millions d'années - en orbite autour des étoiles de faible masse.

Ce chapitre est dédié à la mise en contexte scientifique de mon travail. Pour ce faire, je commence par donner la définition d'une planète, puis je présente brièvement chacune des méthodes de détection indirectes, et je détaille le principe de l'imagerie directe. Ensuite, je montre la diversité des exoplanètes détectées aujourd'hui, pour finalement présenter les mécanismes à l'origine de leurs formation et évolution.

## 1.1 Les planètes extra solaires.

### 1.1.1 Qu'est-ce qu'une exoplanète ?

Le mot "planète", d'origine grecque, signifie "astre errant". Sept objets étaient considérés comme des planètes par les Grecs, car évoluant dans le ciel différemment des étoiles fixes : la Lune, Mars, Mercure, Jupiter, Vénus, Saturne, et le Soleil. Au tout début du 21<sup>ème</sup> siècle, on dénombrait neuf planètes dans notre Système solaire (Mercure, Vénus, Terre, Mars, Jupiter, Saturne, Uranus, Neptune, Pluton). Mais la découverte de nouveaux corps comparables à Pluton a conduit l'Union Astronomique Internationale (UAI) en 2006 à redéfinir la notion de planète. Depuis lors, Pluton ne fait plus partie de cette famille de corps célestes. Les conditions érigées par l'UAI nécessaires à l'attribution du statut de planète sont les suivantes :

- le corps céleste doit être en orbite autour du Soleil,
- il doit avoir une masse assez grande pour être en équilibre hydrostatique,
- il doit nettoyer son orbite proche de tout corps.

Ces critères ne concernent que les planètes de notre Système solaire, mais l'UAI a aussi travaillé sur la question des exoplanètes en 2003, et en a donné la définition (encore en travail) suivante : une exoplanète est un objet céleste dont la masse réelle est en dessous de la limite de fusion thermonucléaire du deutérium (vers  $13 M_{Jup}$ ), et qui orbite autour d'étoiles ou de restes stellaires. Les naines brunes sont des objets de masse comprise entre celle correspondant à la limite de fusion thermonucléaire du deutérium, et celle correspondant à la limite des réactions thermonucléaires (vers  $72 M_{Jup}$ ). Les objets n'étant pas en orbite autour d'une étoile mais se trouvant dans un amas de jeunes étoiles, et qui ont une masse inférieure à la limite de fusion thermonucléaire du deutérium, sont appelés des sous-naines brunes (ou encore des planémos). Ces définitions sont uniquement basées sur la masse des objets, sans prendre en compte leur formation.

D'autres travaux (Chabrier et al. 2014) ont classé planètes et naines brunes en fonction de leur mode de formation plutôt qu'en fonction de leur masse, rendant perméable la limite de masse entre ces deux types d'objets. Ainsi, Chabrier et al. (2014) ont montré que certaines planètes géantes pouvaient être suffisamment massives pour que le deutérium fusionne dans leur coeur, tandis que certaines naines brunes n'auraient pas la masse nécessaire à la fusion du deutérium. Les auteurs arguent que le critère du deutérium ne peut pas être utilisé pour différencier les naines brunes des planètes géantes, car le processus de fusion du deutérium n'intervient pas dans leur formation. Ils concluent que la définition de l'UAI ne repose sur aucune explication physique.

### 1.1.2 La diversité des exoplanètes.

Le seul système planétaire dont avaient connaissance les êtres humains avant 1995 était notre propre Système solaire, avec ses quatre planètes telluriques internes, puis ses quatre planètes géantes gazeuses, et enfin ses petits corps. Pensant que ce modèle puisse être universel ou du

moins largement répandu, les astronomes ont été très surpris par la découverte de 51 Peg b par Mayor & Queloz (1995), car cette planète est très différente de celles que l'on connaissait jusqu'alors : elle est massive et se situe à faible séparation de son étoile, d'où son qualificatif de "Jupiter chaud" (ces planètes sont en fait rares autour des étoiles FGK, environ 1% selon Gaudi 2006, mais elles sont faciles à détecter). De même, les systèmes planétaires compacts détectés par la méthode des transits (en particulier Kepler a permis de détecter plusieurs planètes peu excentriques de périodes inférieures à un an, la méthode est présentée en Section 1.2.4) sont bien différents du modèle du Système solaire, et semblent être assez fréquents (la moitié des étoiles de type solaire auraient un tel système, Winn & Fabrycky 2015).

Les plus de 3000 exoplanètes aujourd'hui détectées sont décrites par une large gamme de paramètres (cf. figure 1.1). Toutes les méthodes de détection sont complémentaires (elles sont présentées en Sections 1.2 et 1.3), et ont remodelé notre vision de la formation des planètes et de leur évolution (les mécanismes de formation et évolution planétaires sont détaillés en Section 1.4). En plus de vingt ans de recherche, les systèmes planétaires que les scientifiques ont découverts sont apparus être différents du nôtre, conduisant à la question : est-ce uniquement du fait de la limitation en sensibilité des instruments actuels, ou cela révèle-t-il la rareté de l'agencement de notre Système, et de la rareté de planètes dans certains domaines de paramètres ?

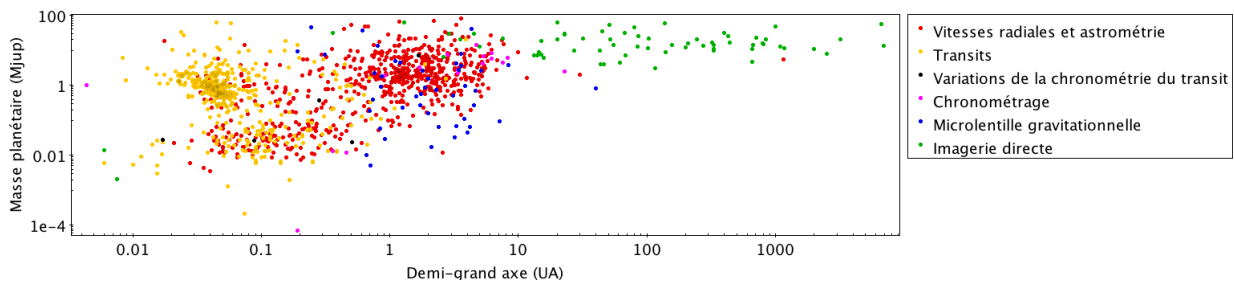


FIGURE 1.1 – Schéma représentant les planètes détectées en date du 23 juin 2016, en fonction de leur masse, de leur demi-grand axe et de la méthode employée. Données issues de <http://exoplanet.eu>

## 1.2 Les méthodes de détection indirectes.

Sur les plus de 3000 exoplanètes détectées à ce jour, la plupart ont été découvertes en utilisant les méthodes de détection indirectes. Ces méthodes reposent sur le fait que la présence d'une planète dans l'environnement d'une étoile va avoir pour conséquence d'en perturber le mouvement, la position ou le flux lumineux. Je détaille ci-après ces cinq techniques indirectes (spectroscopie Doppler, transits, astrométrie, microlentilles gravitationnelles, et interférométrie).

La figure 1.2 illustre certains éléments orbitaux auquel le texte fait référence : demi-grand axe  $a$ , inclinaison  $i$ , argument du périastre  $\omega$ , longitude du noeud ascendant  $\Omega$ . L'excentricité  $e$ , l'anomalie vraie  $\nu$  (angle mesuré au foyer de l'ellipse, entre la direction du périastre et la position de l'objet sur son orbite), l'anomalie moyenne  $M$  (mesure du temps en fraction de période orbitale qui s'est écoulé depuis le dernier passage au périastre, qui est exprimée sous la forme d'un angle), et l'anomalie excentrique  $E$  (angle mesuré entre la direction du périastre et la position de la planète projetée sur un cercle dont le rayon égale le demi-grand axe, mesuré depuis le centre de ce cercle) ne sont pas représentées sur cette figure.



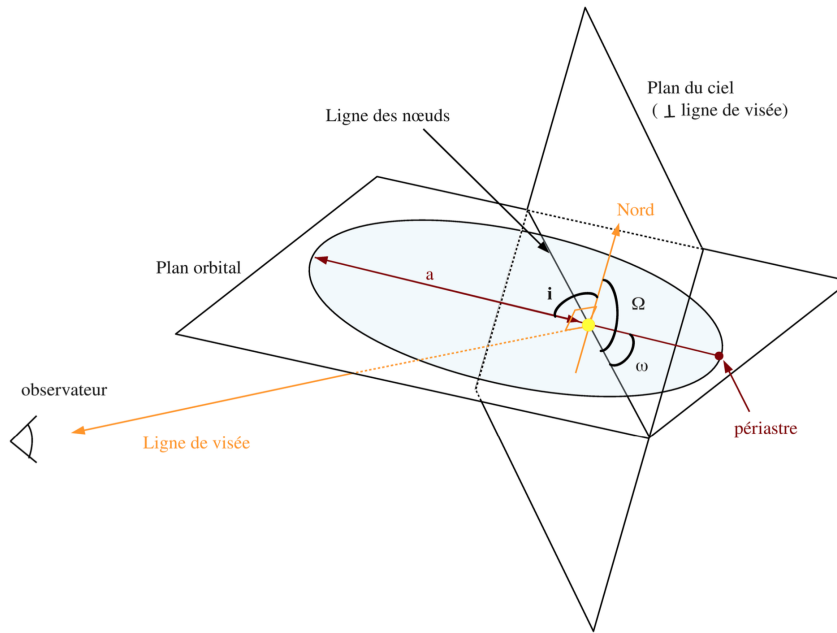


FIGURE 1.2 – Schéma d’une orbite képlérienne caractérisée par ses paramètres orbitaux. Figure issue du manuscrit de thèse de Simon Borgniet (Borgniet 2015).

### 1.2.1 Spectroscopie Doppler.

#### Description de la méthode.

Tout corps en orbite autour d’un autre exerce sur lui une force proportionnelle à leur masse respective et inversement proportionnelle au carré de leur séparation. Les deux corps, l’étoile et la planète, sont donc en orbite autour de leur centre de gravité. Le décalage au cours du temps de l’étoile depuis le centre de gravité entraîne une évolution temporelle de la vitesse radiale de l’étoile  $VR$ , qui peut s’exprimer ainsi :

$$VR(t) = V_0(t) + K_*(t)(\cos(v_*(t) + \omega_*(t)) + e \cos(\omega_*(t))), \quad (1.1)$$

où  $V_0$  est la vitesse radiale absolue de l’étoile qui est provoquée par son mouvement par rapport au Système solaire,  $\omega_*$  l’argument du périastre,  $v_*$  l’anomalie vraie de la position de l’étoile par rapport au centre de masse,  $e$  l’excentricité de la planète (cf. figure 1.2).  $K_*$  est la demi-amplitude des variations de vitesses radiales, son expression est :

$$K_* = \left(\frac{2\pi G}{P}\right)^{1/3} \frac{m_p \sin i}{(M_* + m_p)^{2/3}} (1 - e^2)^{-1/2}. \quad (1.2)$$

L’évolution temporelle de la vitesse radiale  $v$  de l’étoile se traduit par le déplacement des raies de son spectre avec le temps, suivant l’effet Doppler (figure 1.4). Ainsi, en considérant une raie d’une longueur d’onde donnée  $\lambda_0$  émise par l’étoile, l’observateur la recevra  $\lambda'$ . Le décalage en longueur d’onde est ( $\Delta\lambda = \lambda' - \lambda_0$ ), et on a :

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v}{c}, \quad (1.3)$$

où  $c$  est la vitesse de la lumière.

La mesure du décalage en longueur d’onde doit se faire de manière la plus précise possible dans le but de rechercher des planètes les moins massives, en employant l’ensemble de l’information spectrale. Le calcul de la fonction de corrélation croisée entre le spectre observé et un masque

de référence, la méthode CCF (Cross Correlation Function), permet de mesurer ce décalage. Le masque de référence peut être un masque binaire qui reproduit la position des raies d'absorption utilisées dans le cas où aucune perturbation extérieure ne vient changer la position au repos des raies, soit un spectre construit à partir des spectres acquis de l'étoile observée. La CCF est définie par un pic de corrélation qui peut être vu comme la raie moyenne du spectre global, dont le centre est situé à la vitesse radiale de l'étoile. Le calcul du bissecteur de la CCF et de la mesure de l'étalement (BIS pour Bisector Velocity Span ou Bisector Inverse Slope, Queloz et al. 2001; Galland et al. 2005) permet d'estimer la déformation de la CCF et des raies des spectres acquis. L'absence de corrélation des variations du BIS avec les variations de vitesses radiales peut dans certains cas représenter un indice quant à la présence d'un compagnon autour de l'étoile. La mesure du BIS peut également donner un indice sur l'activité stellaire, tout comme la mesure de la FWHM de la CCF.

Certains paramètres orbitaux de la planète (sa période  $P$ , son excentricité  $e$ , son temps de passage au périastre  $T$ , et l'argument du périastre  $\omega$ ) ainsi que sa masse minimale  $m \sin i$ , sont déterminables en ajustant les données de vitesses radiales d'une étoile à un modèle képlérien. L'inclinaison de la planète reste néanmoins inconnue, et donc sa masse réelle aussi. A noter également que les configurations *edge-on* (orbites vues par la tranche) sont les plus favorables à la recherche de planètes par la méthode des vitesses radiales, étant donné que c'est la composante radiale du mouvement de l'étoile qui est mesurée, et les planètes les plus massives sont plus faciles à détecter.

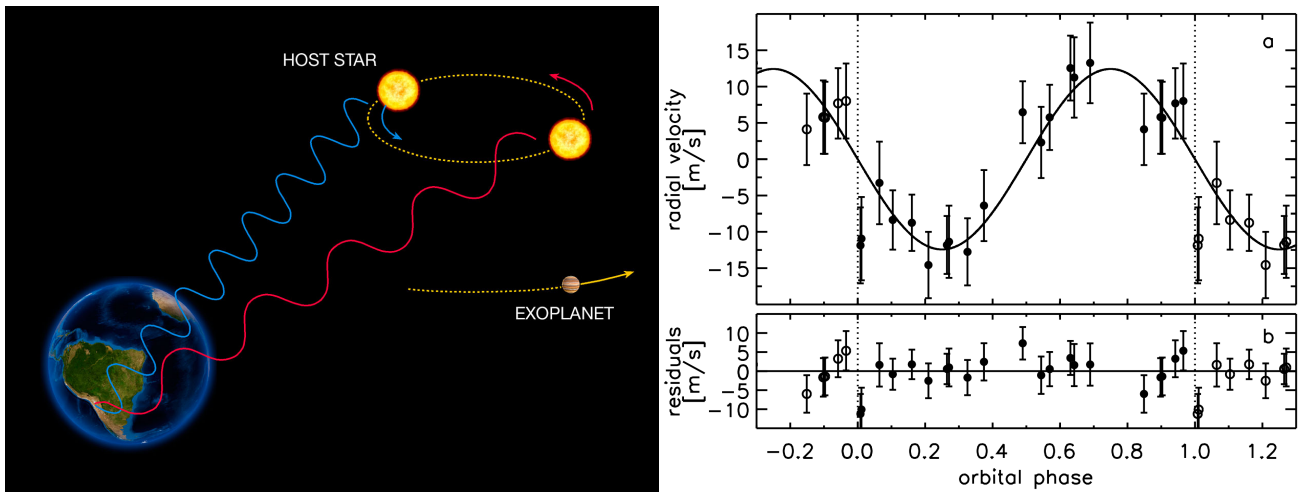


FIGURE 1.4 – Schématisation de l'effet Doppler (gauche) et vitesses radiales de GJ 1214 (droite). Figure de gauche issue du site Internet de l'ESO, et figure de droite issue de Charbonneau et al. (2009).

### Instruments dédiés et limites de cette méthode.

La méthode des vitesses radiales a conduit à la détection de plus de 600 planètes, dont notamment la première exoplanète en orbite autour d'une étoile de la séquence principale en 1995 (avec l'instrument ELODIE). L'ordre de grandeur des variations de vitesses radiales de la Terre sur le Soleil est de 9 cm/s (avec une périodicité de un an), celles de Jupiter sont de 13 m/s (avec une périodicité de douze ans). Il est donc nécessaire que les instruments soient les plus sensibles possibles, de l'ordre de 1 cm/s, pour pouvoir détecter des planètes semblables à la Terre dans la zone habitable d'étoiles de type solaire.

L'instrument HARPS (High-Accuracy Radial velocity Planet Searcher Pepe et al. 2002), opère dans le visible avec une résolution spectrale de 115000, et est installé au télescope de 3.6 m de l'Observatoire de La Silla. Sa précision est de 1 m/s, ce qui permet de détecter en théorie des

exo-Terres dans la zone habitable des étoiles de faible masse (cf. Chapitre 2). Le spectrographe SOPHIE (Spectrographe pour l’Observation des Phénomènes des Intérieurs stellaires et des Exoplanètes Bouchy et al. 2007) opère aussi dans le visible et est installé sur le télescope de 1.93 m à l’Observatoire de Haute Provence, sa précision est de 2 m/s. L’arrivée prochaine au VLT d’ESPRESSO (Echelle SPectrograph for Rocky Exoplanet and Stable Spectroscopic Observations Pepe et al. 2010) et au GMT (Giant Magellan Telescope) de G-CLEF, a pour objectif de rendre possible la détection de planètes semblables en masse et séparation à la Terre. Ces instruments vont gagner un ordre de grandeur par rapport à HARPS sur la précision des spectres acquis (la précision de ces instruments devrait atteindre 0.1 m/s). L’installation d’instruments dédiés à la recherche de planètes spécifiquement autour des naines M dans l’infra-rouge est également prévue : SPIRou (Moutou et al. 2015) a pour objectif de suivre des étoiles de faible masse de façon à détecter des exo-Terres dans la zone habitable grâce à une précision inférieure à 1 m/s. L’instrument IRD (Infrared Doppler instrument for the Subaru Telescope, Tamura et al. 2012) devrait atteindre les mêmes performances que SPIRou dans le même but de détecter des Terres dans la zone habitable des étoile de faible masse.

Les étoiles jeunes sont plus actives, ce qui a pour conséquence qu’elles présentent plus de taches stellaires et qu’elles ont une rotation plus rapide que les étoiles de la séquence principale. Les étoiles jeunes ont rarement été des cibles privilégiées des relevés de vitesses radiales car les signatures des taches stellaires sur les spectres stellaires peuvent être semblables à celles de planètes en orbite autour de ces étoiles (Desort et al. 2007), et que leur rotation plus rapide induit du bruit ce qui complique la recherche de compagnon de masse planétaire. Plusieurs détections de planètes autour d’étoiles jeunes se sont en effet révélées plus tard être des faux positifs, ou du moins leur nature est débattue (par ex. BD+201790 Hernán-Obispo et al. 2010; Figueira et al. 2010). Si la majorité des étoiles observées par la méthode des vitesses radiales sont âgées de quelques milliards d’années, la recherche de planètes joviennes est toutefois possible autour des étoiles jeunes (ce point est détaillé dans le Chapitre 3 et a été montré par Lagrange et al. (2013), et deux planètes ont été récemment découvertes par la méthode des vitesses radiales autour d’étoiles jeunes, à savoir CL Tau b par Johns-Krull et al. (2016) et V830 Tau b par Donati et al. (2016)). Finalement, même si les planètes éloignées de leur étoile sont encore inaccessibles aux vitesses radiales, le champ des applications de cette méthode est large, permettant la détection de planètes telluriques à joviennes à courtes séparations, autour d’étoiles de différents types spectraux et de différents âges.

### 1.2.2 Astrométrie.

#### Description de la méthode.

Egalement méthode dynamique de détection d’exoplanètes, la technique astrométrique repose sur l’observation des légers déplacements de l’étoile induits par la présence d’une planète, par rapport au centre de gravité défini par les deux masses. Les déplacements de l’étoile sont observables sur le plan perpendiculaire à la ligne de visée, et doivent être calculés après avoir pris en compte le mouvement propre de l’étoile et son mouvement apparent provoqué par la rotation de la Terre autour du Soleil. Contrairement à la spectroscopie Doppler, l’astrométrie est plus sensible aux configurations *face-on* (orbites vues du dessus) que *edge-on*, étant donné que c’est la composante tangentielle du mouvement stellaire qui est mesurée. Les déplacements de l’étoile sont d’autant plus importants que la planète est massive. De même, pour une masse planétaire donnée, les déplacements de l’étoile vont être d’autant plus visibles que la séparation est grande. En effet, la trajectoire de l’étoile décrit une ellipse d’angle  $\alpha$  tel que :

$$\alpha[as] = \frac{M_p}{M} \times \frac{a[UA]}{d[pc]}, \quad (1.4)$$

où  $a$  est le demi-grand axe de la planète,  $d$  la distance au système,  $M_p$  la masse planétaire, et  $M$  la masse stellaire.

### Instruments dédiés et limites de cette méthode.

Si le Système solaire était observé à 10 pc, l'amplitude du déplacement du Soleil dû à la présence des planètes serait de 500  $\mu\text{as}$  sur douze ans, la Terre n'induisant un déplacement que de 0.3  $\mu\text{as}$  sur un an. La mesure de très petites variations de positions de l'étoile sur le ciel nécessitent donc l'utilisation d'instruments particulièrement précis.

Les précisions atteintes par l'instrument HIPPARCOS sont de loin surpassées par Gaia (Perryman et al. 2001) : la précision des mesures sur les étoiles du catalogue HIPPARCOS peut atteindre  $\approx 1$  mas et celle du catalogue Tycho 20 mas, quand Gaia pourra atteindre 7  $\mu\text{as}$  pour les étoiles assez brillantes ( $V=10$ ), et 100  $\mu\text{as}$  pour les plus faibles ( $V=20$ ). Les premiers résultats de Gaia devraient arriver à partir de 2017.

### 1.2.3 Chronométrage.

Cette méthode repose sur l'influence gravitationnelle d'une planète en orbite autour d'une étoile binaire à éclipse ou autour d'un pulsar. La conséquence de cette influence gravitationnelle est que le signal périodique de la binaire à éclipse ou du pulsar (baisse du flux lumineux pour la binaire, émission d'un jet électromagnétique dans le cas d'un pulsar) est perturbé et nous parvient avec un retard ou une avance. Cette méthode a permis la première détection d'une planète autour d'un pulsar (il s'agit du système PSR 1257 12, Wolszczan & Frail 1992). Une vingtaine de planètes ont ainsi été découvertes.

Il n'existe pas d'instruments dédiés à la recherche d'exoplanètes par chronométrage.

### 1.2.4 Transits photométriques.

#### Description de la méthode.

Si les planètes influencent le mouvement de leur étoile, elles peuvent également les éclipses (voir figure 1.5) dans le cas où l'alignement étoile-planète-Terre est favorable. La courbe de flux lumineux de l'étoile, jusqu'alors plutôt plate (si l'étoile en question ne présente pas de variabilité photométrique intrinsèque), diminue au passage de la planète devant elle, et dans une moindre mesure lorsque la planète se retrouve derrière l'étoile (transit secondaire, méthode qualifiée de semi-directe). La baisse en flux lors d'un transit primaire vaut :

$$\Delta F = (R_p/R_*)^2, \quad (1.5)$$

où  $R_p$  est le rayon de la planète et  $R_*$  est celui de l'étoile.

Ce phénomène est périodique, et permet de calculer le rapport des rayons de l'étoile et de la planète. La probabilité qu'un transit ait lieu dépend du rayon de l'étoile, de la séparation de la planète, de l'excentricité de la planète, et de l'inclinaison  $i$  de la planète par rapport au plan perpendiculaire à la ligne de visée. En considérant une planète d'excentricité  $e$ , d'argument de périastre  $\omega$ , et de demi-grand axe  $a$  autour d'une étoile de rayon  $R_*$ , l'angle  $\theta$  entre la planète et la ligne de visée doit respecter ( $90^\circ - \theta < i < 90^\circ + \theta$ ) afin d'observer un transit, avec

$$\theta = \arcsin\left(\frac{R_*(1 + e \sin \omega)}{a(1 - e^2)}\right). \quad (1.6)$$

A noter que cette méthode ne permet pas de détecter les planètes dans une configuration *face-on*.

La présence d'une ou plusieurs autres planètes dans un système qui possède une planète transitant a pour conséquence le changement temporel de la fréquence de transit de la planète détectée par cette méthode. Cette influence peut être mesurée par la recherche de variations de la chronométrie du transit (transit-timing variation, TTV), et permet la détection de planètes telluriques semblables à la Terre.

### **Instruments dédiés et limites à cette méthode.**

La méthode des transits photométriques a conduit à détecter plus des trois quarts des exoplanètes connues. Si le Système solaire était un système exoplanétaire étudié depuis une autre planète, le flux du Soleil diminuerait d'environ  $10^{-4}$  au passage de la Terre et de  $10^{-2}$  à celui de Jupiter (à noter que la durée du transit de la Terre serait d'environ 13 heures, et celui de Jupiter durerait environ 30 heures). La recherche de planètes analogues à la Terre dans la zone habitable d'étoiles de type solaire nécessite une précision instrumentale importante, en plus d'un échantillonnage temporel dense.

Les instruments (figure 1.5) au sol sont généralement sensibles aux planètes joviennes, tels que WASP (Wide Angle Search for Planets, Pollacco et al. 2006) et HATnet (Hungarian Automated Telescope Network, Bakos 2001). Les performances de NGTS (Next Generation Transit Survey Wheatley et al. 2014) permettent la détection de planètes qui occultent environ le millième du flux stellaire. En s'affranchissant des contraintes de l'atmosphère terrestre, les missions spatiales CoRoT (CONvection, ROTation et Transits planétaires Auvergne et al. 2009) et Kepler (Borucki et al. 2010) ont pu atteindre des contrastes en flux avec l'étoile de l'ordre de  $10^{-4}$ . De plus, les futures missions spatiales TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite), PLATO (PLANetary Transits and Oscillations of stars), CHEOPS (CHARacterising ExOPlanets Satellite), et JWST (James Webb Space Telescope) devraient également permettre la détection de planètes telluriques et/ou la caractérisation de leur atmosphère. C'est et ce sera aussi le cas des projets au sol MEarth, ExTrA, SPECULOOS (a search for terrestrial planets transiting the nearest ultra-cool stars) pour les planètes telluriques autour des étoiles de faible masse. La caractérisation des planètes - l'étude de la composition chimique, l'estimation de la présence de nuages, la température ou la pression - est rendue possible par la mesure de la profondeur des transits à plusieurs longueurs d'onde qui est liée à l'atmosphère des planètes.

Les planètes détectables par la méthode des transits se caractérisent par une gamme de masses étendue, des Terres aux super-Jupiters, mais se situent proches de leur étoiles, qui peuvent être de tous types spectraux. Cette technique de détection est celle qui a conduit au plus grand nombre de découvertes, avec plus des trois quarts des planètes extra solaires qui ont été détectées par transit (principalement grâce aux détections de Kepler).

### **1.2.5 Interférométrie.**

L'interférométrie consiste à recombinaison des rayons lumineux cohérents reçus par différents télescopes avec un certain temps de retard, les pupilles des télescopes étant comparables à des trous d'Young. Il s'agit d'une technique qui pourrait être utilisée pour la détection de planètes, car la présence d'une planète cause une modulation des franges d'interférence de l'étoile (voir figure 1.6). Pour le moment, aucune planète n'a été détectée par cette méthode, les instruments actuels n'étant pas assez sensibles pour la détection ou la caractérisation d'exoplanètes.

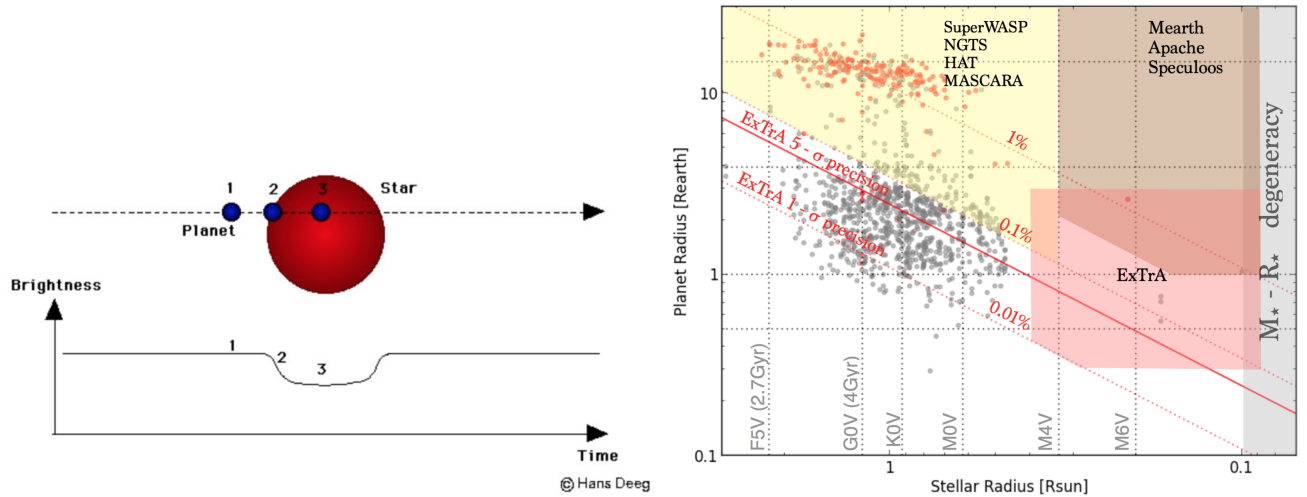


FIGURE 1.5 – Schéma représentant le principe du transit exoplanétaire (gauche) et limites de détections atteintes par les différents instruments dédiés aux transits (droite). Sur la figure de droite, les espaces de paramètres des différents instruments est représentée par les zones de couleur (jaune : pour des télescopes de moins de 20 cm de diamètre ; marron : pour des télescopes de 40 à 80 cm de diamètre ; rouge : pour ExTrA), les exoplanètes transitant devant leur étoile sont représentées par des points gris si elles ont été détectées par CoRoT ou Kepler, et en points oranges si leur détection s’est faite depuis le sol. La figure de droite représente également par des lignes en pointillées rouges les différentes profondeurs de transits (1%, 0.1%, 0.01%). Figure de gauche issue du site Internet du LESIA, figure de droite extraite de Bonfils et al. (2015).

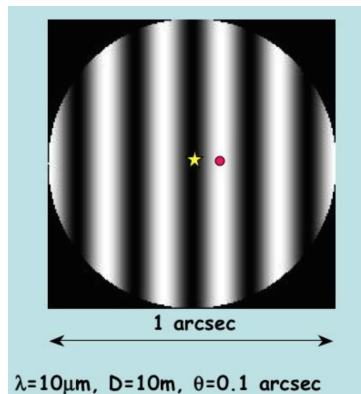


FIGURE 1.6 – Schéma représentant la détection d’une exoplanète par interférométrie : la planète est sur la frange brillante, et son étoile est masquée par une frange sombre. Figure LESIA.

### 1.2.6 Microlentilles gravitationnelles.

#### Description de la méthode.

Enfin, la technique de microlentilles gravitationnelles est basée sur le principe de la déviation de la lumière due à la déformation de l’espace-temps sous l’effet des corps assez massifs, comme les étoiles ou les planètes. La trajectoire de la lumière émise par une source d’arrière-plan peut être déviée par la présence d’une étoile massive rencontrée sur son chemin optique, ainsi que d’une planète en orbite autour de l’étoile dans une moindre mesure (cf. figure 1.7). Bien sûr, cela suppose que l’objet d’arrière-plan, le système étoile-planète, et l’observateur soient alignés, ou quasiment alignés. La déviation de la lumière de la source d’arrière-plan va provoquer l’augmentation de son flux lumineux au moment où l’étoile sera sur la ligne de visée, car l’étoile joue le rôle de

lentille. La planète jouera aussi le rôle de lentille, mais plus petite, augmentant également mais plus temporairement que l'étoile, le flux lumineux de la source émettrice.

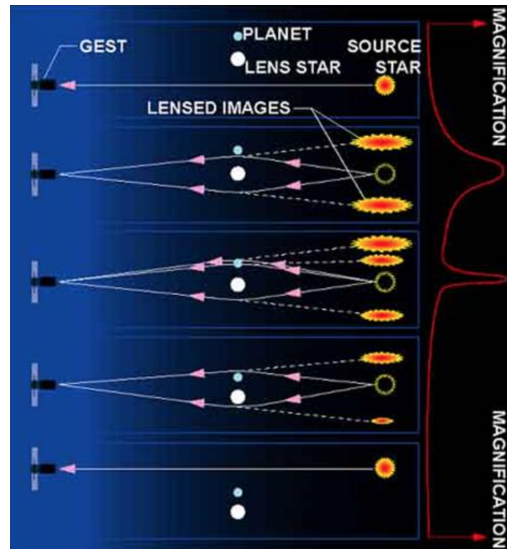


FIGURE 1.7 – Schématisation du principe de microlentille gravitationnelle appliqué à la recherche de planètes extra-solaires. Crédit : David Bennett.

### Instruments dédiés et limites de cette méthode.

Cette méthode permet la détection de planètes de masses variées (depuis les super-Terres jusqu'aux planètes géantes gazeuses) situées relativement près ( $<40$  UA) de leur étoile. Cependant, la non-reproductivité de ce phénomène empêche le suivi observationnel des étoiles et la prédictibilité de cet effet. Des relevés comme OGLE (Szymański et al. 2001), MOA (Abe et al. 1997), MiNDSTEp, RoboNet (Beaulieu et al. 2000), MicroFUN (Christie 2006), PLANET et WFIRST (Barry et al. 2011), ont pour objectifs de détecter de nouvelles exoplanètes en utilisant la méthode des microlentilles gravitationnelles.

## 1.3 L'imagerie directe.

### 1.3.1 Description de la méthode.

L'imagerie directe est aujourd'hui la seule méthode de détection directe de planètes extra-solaires. En d'autres termes, les observateurs ont directement accès à l'information photométrique des planètes détectées (photons émis ou réfléchis). Cependant, l'accès à cette information représente un défi technologique car la luminosité de l'étoile est très grande comparée à celle d'une planète, et à cause de la proximité à l'étoile. Dans l'infrarouge, domaine pour lequel le contraste entre l'étoile et la planète est le plus favorable à la recherche de compagnon, l'ordre de grandeur du contraste entre l'étoile et sa planète géante est typiquement de  $10^6$  à  $10^7$ , quand une planète tellurique est typiquement  $10^9$  à  $10^{10}$  fois moins lumineuse que son étoile. Les limites en contraste des instruments actuels d'imagerie directe ne nous permettent pas d'imager des planètes moins massives que typiquement  $1 M_{Jup}$ .

En plus de la nécessité d'atteindre des hauts contrastes, la recherche de compagnons très proches de l'étoile est limitée par la limite de diffraction du télescope et par les effets de la turbulence atmosphérique sur les images. La première limitation - la limite de diffraction - peut être contrée par

l'utilisation de télescopes plus larges, et la seconde limitation - les effets de la turbulence atmosphérique - peut être modérée par l'utilisation d'un dispositif d'optique adaptative (cf. Section 1.3.2). Grâce à l'utilisation de télescopes à large diamètre et aux dispositifs d'optique adaptative, les instruments d'imagerie directe permettent aujourd'hui la recherche de planètes à des séparations aussi faibles que 0.1-0.2 ''.

Des stratégies observationnelles adaptées et des outils de réduction des données les plus performants ont été développés dans le but de détecter des compagnons de masse planétaire autour des étoiles ciblées. Ces stratégies et outils, dont le but est d'effacer le signal de l'étoile sans effacer celui de la planète, sont détaillés en Sections 1.3.3 et 1.3.5.

Les planètes géantes jeunes sont plus lumineuses que leurs analogues plus âgées, ce qui est la conséquence de l'évolution temporelle des planètes, qui tendent à se refroidir avec le temps, et donc à être moins lumineuses (ce point est détaillé en Section 1.4.2). La lumière des planètes géantes jeunes est principalement intrinsèque, celle des géantes âgées est principalement réfléchi. A ce jour, seules les planètes géantes jeunes qui émettent leur propre lumière sont détectées, le contraste entre l'étoile et sa géante jeune (typiquement <500 Ma) étant accessible aux instruments d'imagerie actuels. A contrario, la technologie actuelle empêche la détection de planètes par leur lumière réfléchi car cela impliquerait que ces planètes soient très proches de leur étoile afin d'optimiser le contraste entre planète et étoile, et ces séparations ne sont pas encore imageables (la lumière réfléchi étant plus importante à courtes séparations). Les exoplanètes imagées sont recensées en table 1.1 (elles sont définies comme des objets substellaires en orbite dont la masse maximale est de  $14 M_{Jup}$ ). La première planète détectée par cette technique est 2M 1207 b (Chauvin et al. 2004) : il s'agit d'une planète d'environ  $4 M_{Jup}$  orbitant à environ 50 UA de sa naine brune. Avant la découverte de  $\beta$  Pictoris b (Lagrange et al. 2009) et du système HR 8799 en 2008 (Marois et al. 2008), les planètes imagées étaient toutes très éloignées de leur étoile (>50 UA). Des naines brunes ont également été imagées, comme GQ Lup B en 2005 (sa masse est estimée à  $21.5 M_{Jup}$  et elle est à 103 UA de son étoile de type K7, Neuhäuser et al. 2005). Ces planètes ont des propriétés diverses, qu'il s'agisse de leur masse, de leur séparation à l'étoile, de leur âge, ou de leur rapport de masse avec leur étoile, tout comme leur étoile (type spectral, métallicité) ce qui a remis en question les scénarios de formation et évolution des systèmes planétaires.

La détermination de la masse des objets substellaires est importante pour comprendre la physique de ces objets. L'estimation de la masse est toutefois délicate à effectuer, elle nécessite l'utilisation de modèles mal calibrés (les masses calculées pour un même objet peuvent être très différentes selon les modèles, en particulier les planètes jeunes car les différences entre modèles s'estompent avec l'âge). Ces modèles sont présentés en détails en Section 1.4.

### 1.3.2 Imagerie à haute résolution angulaire : principes généraux.

#### Les effets de l'atmosphère sur les images.

La réponse impulsionnelle d'un télescope (aussi appelée Fonction d'Étalement du Point, FEP) convoluée par la distribution spatiale d'intensité de l'objet observé forme l'image de cet objet au foyer du télescope. La réponse impulsionnelle du télescope prend la forme de la tache d'Airy si l'objet est ponctuel. Dans le cas d'un télescope de diamètre  $D$  situé dans l'espace, l'image d'une étoile prend la forme de la tache d'Airy dont la largeur à mi-hauteur vaut  $\lambda/D$  à la longueur d'onde d'observation  $\lambda$ . La limite de diffraction est alors atteinte.

Dans le cas de télescopes situés sur Terre, cette image n'est pas aussi parfaite et la limite de diffraction du télescope n'est pas atteinte : ceci est la conséquence du caractère turbulent de notre atmosphère, ce qui représente une forte limitation à l'observation depuis le sol. Le caractère turbulent de l'atmosphère vient du déplacement de masses d'air de densités et températures différentes : par convection de l'atmosphère, il y a variation de températures, ce qui conduit à des



TABLE 1.1 – Liste des exoplanètes ( $<13 M_{Jup}$ ) détectées par imagerie directe. Les noms des planètes en orbites autour des naines M ont été mis en gras. Source : <http://exoplanet.eu>

Nom de la planète	masse planétaire ( $M_{Jup}$ )	demi-grand axe (UA)	type spectral de l'hôte	année de la découverte
<b>2M 1207-39 b</b>	4	46	M8	2004
AB Pic b	13.5	275	K2	2005
<b>DH Tau b</b>	11	330	M0.5	2005
<b>CHXR 73 b</b>	12	200	M3.25	2006
HR 8799 c	10	42.9	A5	2008
HR 8799 d	10	27	A5	2008
Fomalhaut b	3	115	A3	2008
1RXS 1609 b	14	330	K7	2008
HR 8799 b	7	68	A5	2008
$\beta$ Pictoris b	7	13.18	A6	2008
HR 8799 e	9	14.5	A5	2010
<b>2M 0441+23 b</b>	7.5	15	M8.5	2010
<b>Ross 458 (AB) b</b>	11.3	1168	M0.5	2010
<b>SR 12 AB c</b>	13	1083	K4-M2.5	2011
CFBDS 1458 b	6.5	2.6	T9.5	2011
LKCA 15 b	6	15.7	K5	2011
WISE 0458+6434 b	13	5	T8.5	2011
WD 0806-661 B b	8	2500	DQ	2011
<b>FW Tau b</b>	10	330	M4	2013
HD 106906 b	11	654	F5	2013
kappa And b	14	55	B9	2013
<b>ROXs 42B b</b>	9	140	M0	2013
GJ 504 b	4	43.5	G0	2013
<b>2M 0103-55 (AB) b</b>	13	84	M	2013
HD 95086 b	5	61.7	A8	2013
<b>GU Psc b</b>	11	2000	M3	2014
<b>VHS 1256-1257 b</b>	11.2	102	M7.5	2015
51 Eri b	7	14	F0	2015
<b>2M 0219-39 b</b>	13.9	156	M6	2015
<b>2M J2126-81 b</b>	13.3	6900	M2	2016

fluctuations locales de l'indice optique de l'air. L'atmosphère peut en fait être considérée comme étant constituée de sous-pupilles de la taille du paramètre de Fried  $r$ , et ces fluctuations produisent des variations de phase du front d'onde qui arrive sur Terre. En dessous de cette longueur (correspondant à la taille du paramètre de Fried), le front d'onde est considéré comme plan, les images obtenues par les télescopes dont le diamètre est plus grand que le paramètre de Fried sont limitées par la turbulence et leur résolution est  $\lambda/r$ . Le paramètre de Fried  $r$  varie en fonction de la longueur d'onde selon  $\lambda^{6/5}$ . Le temps de cohérence caractérise la vitesse d'évolution de la turbulence. Si le temps de pose des images est inférieur au temps de cohérence, alors des tavelures atmosphériques individuelles (Racine et al. 1999) de dimension  $\lambda/D$  ( $D$  étant le diamètre du télescope) apparaissent sur les images et sont réparties sous la forme d'une tache, appelée seeing. Si le temps de pose est supérieur au temps de cohérence, les tavelures sont moyennées et créent un halo du seeing. Le seeing astronomique et le temps de cohérence font donc référence à la qualité du ciel au cours des observations, qui est directement liée aux turbulences atmosphériques.

Sur le site de Paranal, le pouvoir de résolution des UT (Unit Telescope)  $\lambda/D$  vaut  $0.057''$ , et  $\lambda/r \approx 0.7''$  (pour  $\lambda = 2.2\mu\text{m}$ ). La valeur médiane du paramètre de Fried  $r$  est de 60 cm (pour  $\lambda = 2.2\mu\text{m}$ ).

### Utilisation de l'optique adaptative.

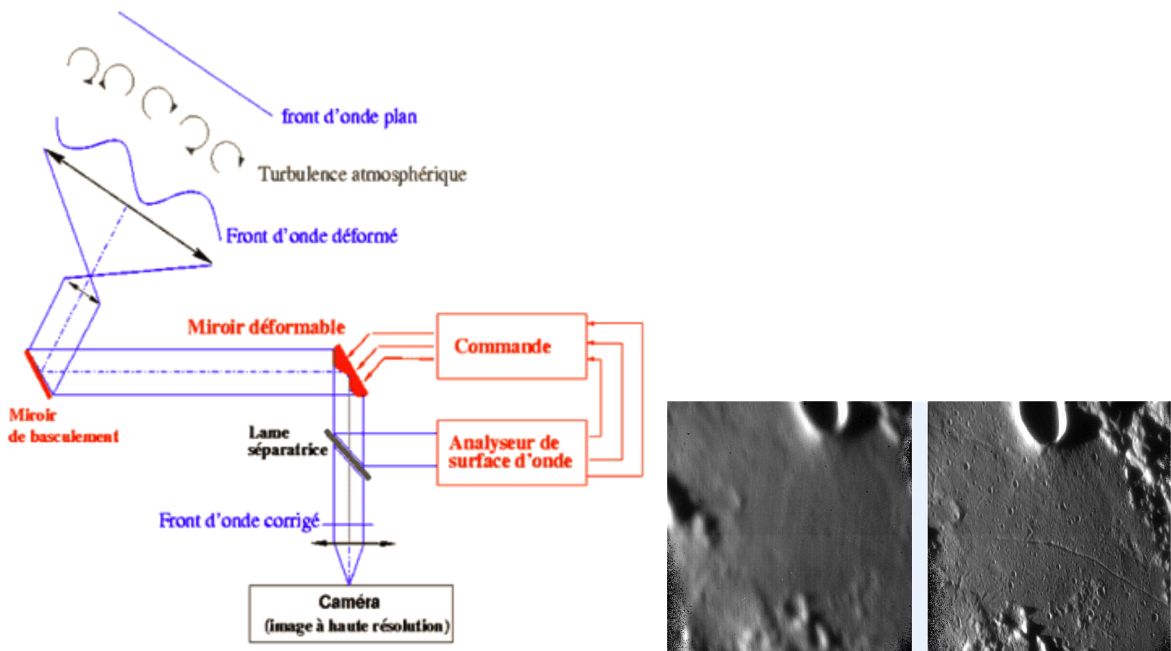


FIGURE 1.8 – Principe de fonctionnement de l'optique adaptative (gauche), et illustration de l'imagerie directe à haute résolution angulaire sur la Lune (droite). Schéma ONERA à gauche, et figure LESIA à droite.

Une manière de réduire au maximum l'impact des perturbations atmosphériques sur les observations est d'utiliser un dispositif d'optique adaptative. Un tel dispositif se retrouve sur tous les plus grands télescopes du monde.

Un système d'optique adaptative (voir figure 1.8) est constitué de plusieurs éléments, dont le but est de réduire en temps réel les déformations de l'image induite par la turbulence atmosphérique. Le miroir tip-tilt apporte une première correction à la déformation du front d'onde. Le front d'onde est ensuite envoyé vers le miroir déformable et une lame séparatrice, qui renvoie une partie de la lumière sur l'analyseur de front d'onde. L'analyseur traite le front d'onde comme la somme de

fronts d'onde élémentaires, et en calcule pour chacun d'eux l'orientation. La forme globale du front d'onde incident est ainsi modélisée, en temps réel. Il existe différentes sortes d'analyseurs de front d'onde, dont l'analyseur à pyramide, l'analyseur de courbure et l'analyseur de Shack-Hartmann. L'analyseur Shack-Hartmann est l'analyseur le plus couramment utilisé pour l'optique adaptative en astronomie. Il se compose d'une matrice de micro-lentilles. Chaque micro-lentille focalise la lumière incidente sur une caméra CCD placée au foyer de la matrice, en une tache dont la position est décalée par rapport à sa position de référence dans le cas d'un front d'onde incident plan. La mesure des décalages, les pentes locales du front d'onde, permet de calculer la forme du front d'onde incident. Les actionneurs placés sous le miroir déformable permettent de compenser la déformation précédemment calculée du front d'onde de façon à renvoyer en sortie de télescope un front d'onde pratiquement plan, corrigé d'une partie importante de la turbulence atmosphérique. Le rapport de Strehl est un indicateur de la correction apportée par l'utilisation du dispositif d'optique adaptative, et se définit ainsi :

$$S = \frac{\text{FEP}(\vec{0})}{\text{Flux}_{\text{Airy}}(\vec{0})}. \quad (1.7)$$

Ainsi, la correction par l'optique adaptative sera d'autant meilleure que l'énergie de la FEP corrigée est contenue dans son coeur et que la FEP se rapproche de la tache d'Airy.

### Les tavelures quasi-statiques.

Même corrigées des effets de l'atmosphère, les images que collecte la caméra scientifique subissent la présence de tavelures quasi-statiques (Marois et al. 2006). Ces tavelures (voir figure 1.9) sont provoquées par des perturbations dans le chemin optique de l'ensemble {télescope-instrument}, leurs variations sont causées par des modifications de températures, de pression, de la rotation de pièces optiques, etc. Elles sont qualifiées de quasi-statiques car ces tavelures ont une assez longue durée de vie (de l'ordre de la minute, voire de l'heure). Elles sont plus importantes près de l'étoile car leur intensité est proportionnelle à la valeur locale de la FEP. Mais la taille de la région sur l'image qui est dominée par ces tavelures est déterminée par le temps d'acquisition, le ciel, le bruit de lecture électronique, etc. Leur taille est la même que celle des tavelures décrites précédemment (proportionnelle à la limite de diffraction  $\lambda/D$ ). Ces tavelures sont décrites sur la même échelle spatiale mais pas temporelle, et leur signature photométrique est comparable à celle d'une planète située près de son étoile, ce qui rend difficile la recherche de compagnon proche en orbite autour de leur étoile. Toutefois, des techniques ont été mises en place pour pouvoir discriminer les planètes de ces tavelures quasi-statiques, et leur principe est détaillé en Section 1.3.5.

### 1.3.3 Imagerie à haut contraste : principes généraux.

#### Augmenter la dynamique des images.

Il existe différentes manières d'augmenter la dynamique des images : en saturant le coeur de la FEP, ou en utilisant des coronographes. La coronographie (e.g. coronographes de Lyot, à quatre-quadrants, de phase apodisé, vortex) est une technique dont le but est d'occulter le flux stellaire concentré dans un rayon qui contient le coeur cohérent de l'étoile et d'atténuer le flux de l'étoile au delà du coeur cohérent, de façon à reproduire le phénomène d'éclipse totale. Les temps de pose peuvent par conséquent être augmentés sans que le détecteur soit saturé. La coronographie repose sur l'utilisation de masques de phase et d'amplitude qui sont placés dans le plan focal et le plan pupille de l'instrument.

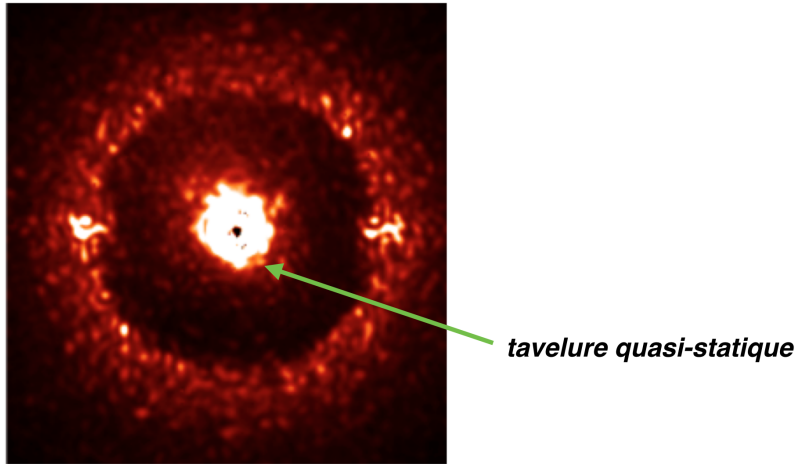


FIGURE 1.9 – Illustration de la présence de tavelures quasi-statiques. Image issue du commissioning SPHERE.

### Diminuer le bruit des tavelures quasi-statiques à courtes séparations par l'imagerie différentielle.

Si la dynamique des images est augmentée, il n'en reste pas moins que les tavelures quasi-statiques sont présentes près de l'étoile, imitant la signature photométrique d'une planète proche de son étoile. De plus, le halo de l'étoile perturbe aussi la recherche de compagnons proches. Il est alors nécessaire de pouvoir soustraire la signature de ces tavelures en même temps que le halo de l'étoile. Pour ce faire, des techniques ont été mises en place afin de calculer une FEP de référence qui sera soustraite aux images acquises pendant les observations. Deux stratégies observationnelles, qui sont basées sur la différence des vitesses de rotation entre le champ et la pupille d'un télescope à monture altazimutale, peuvent être employées pour que la FEP de référence soit ensuite calculée et soustraite aux images. Il s'agit des modes d'observation Pupil et Field Tracking, dont je détaille le principe ci-après. L'angle de rotation du champ/de la pupille  $\Delta\Theta$ , pour une vitesse de rotation  $\phi$  pendant un intervalle de temps  $\Delta t$ , peut s'exprimer ainsi :

$$\Delta\Theta = \phi \times \Delta t. \quad (1.8)$$

1. En mode Field Tracking, l'adaptateur-rotateur tourne pour compenser la rotation parallactique afin de maintenir le champ fixe. On voit alors sur les images les aigrettes de diffraction (artefacts produits par la diffraction de la lumière sur la structure qui supporte le miroir secondaire du télescope) tourner au cours du temps suivant l'angle parallactique (angle au niveau de l'objet observé du triangle défini par le zénith, l'objet et le pôle céleste).
2. En mode Pupil Tracking, les optiques sont alignées au cours des observations. Pour ce faire, l'adaptateur-rotateur est débranché si l'instrument est situé au foyer Cassegrain, ou bien un rotateur suit la pupille dans le cas d'un instrument situé au foyer Nasmyth (comme c'est le cas de NaCo et SPHERE). Sur les images obtenues, les aigrettes (et les tavelures quasi-statiques) restent fixes.

La manière de calculer les FEP de référence dépend de la stratégie observationnelle employée : pour le mode Field Tracking, les techniques d'imagerie différentielle de référence sont utilisées quand les traitements des données obtenues en mode Pupil Tracking reposent sur l'imagerie différentielle angulaire.

#### *L'imagerie différentielle de référence.*

L'imagerie différentielle de référence repose sur l'acquisition d'images d'une étoile à la suite de

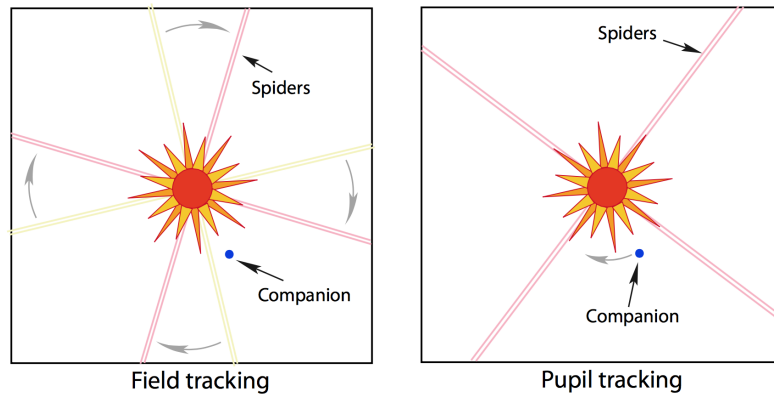


FIGURE 1.10 – Représentation de l'évolution temporelle des aigrettes et des éventuels points sources sur des images obtenues en utilisant le mode Field Tracking (gauche) et Pupil Tracking (droite). Figures issues de la thèse de Mickaël Bonnefoy (Bonnefoy 2010).

l'acquisition scientifique d'une première (l'étoile étudiée), dans les mêmes conditions d'observation (mêmes angles parallactiques et même temps d'observation). Il est important que la seconde étoile qui sert de référence présente des propriétés similaires à l'étoile étudiée (magnitude et type spectral). L'obtention de données d'une étoile semblable à celle qui est étudiée couplée à une observation des deux étoiles dans les mêmes conditions, permet d'estimer et de réduire le halo de l'étoile étudiée et les tavelures quasi-statiques. L'inconvénient de cette méthode est que la dépendance aux conditions d'observation et à la stabilité de la FEP est grande. De plus, observer deux étoiles plutôt qu'une seule constitue une contrainte temporelle importante. Enfin, les tavelures quasi-statiques évoluent avec le temps et les conditions d'observation : cela peut constituer une limitation quant à la bonne estimation, en vue de leur soustraction, des tavelures quasi-statiques.

#### *L'imagerie différentielle angulaire.*

La FEP de référence est cette fois-ci calculée à partir des observations scientifiques elles-mêmes, ce qui représente à la fois un important gain de temps par rapport à l'imagerie différentielle de référence, la garantie d'avoir une FEP le plus semblable aux observations, et une estimation des tavelures qui est ajustée au mieux à celles des images de science. Les différentes techniques d'ADI (Angular Differential Imaging) calculent les FEP de manières différentes, mais toutes ont en commun la prise en compte de l'évolution temporelle des FEP de l'étoile ciblée. Ces techniques sont particulièrement performantes pour les courtes séparations, région où le bruit des tavelures quasi-statiques domine : il s'agit donc de l'évaluer par le calcul de la FEP de référence et d'en diminuer l'impact sur la recherche de compagnons proches. L'inconvénient est que l'image finale est biaisée par la soustraction de la FEP de référence, et que cela représente un problème potentiel pour l'imagerie d'objets étendus. Une explication détaillée de ces procédés est proposée en section 1.3.5.

A noter que d'autres techniques d'imagerie différentielles existent, adaptées aux stratégies observationnelles adoptées, telles que l'imagerie différentielle simultanée spectrale et polarimétrique. Dans le premier cas, l'imagerie différentielle simultanée spectrale, plusieurs procédés de traitements des données sont recensés (SDI, SSDI ou DBI) qui reposent tous sur l'acquisition d'images dans des bandes spectrales différentes mais proches. L'obtention des images dans différentes longueurs d'onde permet de discriminer des tavelures quasi-statiques d'éventuels points-sources présents dans les données : alors que la séparation entre l'étoile et les points-sources restent inchangée avec les canaux spectraux, la position des tavelures quasi-statiques est fonction de la longueur d'onde. La soustraction d'une image prise à une longueur d'onde  $\lambda_1$  à une autre image obtenue à  $\lambda_2$  (images qui ont préalablement été traitées) permet la recherche de compagnons substellaires, et surtout

d'avoir l'assurance qu'il ne s'agit pas du signal d'une tavelure. Cette méthode peut s'appliquer à des images obtenues dans deux longueurs d'onde différentes, ou dans le cadre de l'imagerie multi-spectrale. L'imagerie différentielle polarimétrique ressemble à l'imagerie différentielle angulaire à ceci près que les deux images sont obtenues en utilisant la lumière polarisée de la source (deux polarisations orthogonales).

### 1.3.4 Les instruments d'imagerie.

Les instruments d'imagerie directe actuels sont situés sur les télescopes les plus gros au monde (diamètre de 8 mètres) équipés de dispositifs d'optique adaptative. Durant ma thèse, j'ai réduit et analysé des données NaCo et SPHERE. Je vais donc décrire ces deux instruments ci-après.

#### NaCo.

NaCo (Lenzen et al. 2003; Rousset et al. 2003), contraction de NAOS (Nasmyth Adaptive Optics System) et CONICA (Near-Infrared Imager and Spectrograph), est installé au foyer Nasmyth du télescope altazimutal UT1 de 8.2 m au VLT depuis 2014 (il se trouvait à l'UT4 de 2001 à 2013). Il est l'un des instruments de première génération du VLT.

La lumière incidente au télescope passe à travers NAOS, le système d'optique adaptative de l'instrument. NAOS est équipé d'analyseurs de front d'onde de type Shack-Hartmann opérant dans le visible et l'infrarouge et d'un miroir déformable composé de 185 actionneurs piézo-électriques. NAOS compte cinq lames séparatrices qui divisent la lumière reçue par le télescope entre CONICA et l'un des senseurs de NAOS.

TABLE 1.2 – Filtres employés par NaCo.

Bande spectrale	Longueur d'onde centrale ( $\mu\text{m}$ )	Largeur spectrale ( $\mu\text{m}$ )
J	1.265	0.25
H	1.66	0.33
Ks	2.18	0.35
L'	3.80	0.62
M'	4.78	0.59

TABLE 1.3 – Caméras utilisées par NaCo.

Caméras	Champ de vue (")	Echantillonnage (mas/pixel)	domaine spectral ( $\mu\text{m}$ )
S13	14x14	13.22	1.0-2.5
S27	28x28	27.06	1.0-2.5
S54	56x56	54.3	1.0-2.5
<b>L27</b>	28x28	27.12	2.5-5.0
L54	56x56	54.7	2.5-5.0
SDI+	8x8	17.25	1.6

En sortie de NAOS (voir figure 1.11), CONICA recueille le front d'onde corrigé de la turbulence atmosphérique. CONICA est équipé de trois roues à filtres à bandes larges (J, H, Ks, L' et M', voir table 1.2), intermédiaires et étroites, de deux roues pour les densités neutres (avec une atténuation de l'intensité par des facteurs de 80 et 50, respectivement pour ND\_short et ND\_long), de six caméras (cf. table 1.3), de masques de coronographie (Lyot, quatre-quadrants, APP, AGPM), d'un polarimètre, de masques de pupille, d'un interféromètre Fabry-Perrot. L'observateur peut

choisir l'un ou l'autre mode d'observation parmi l'imagerie classique, la coronagraphie, la spectroscopie à longue fente, la polarimétrie, et l'interférométrie par masquage de la pupille (SAM, Sparse Aperture interferometric Masks). La lumière est ensuite focalisée sur un détecteur Aladdin3 (1024x1026 pixels). Les images sont obtenues en 1024x1026 pixels excepté dans la bande spectrale M' (512x514 pixels). Le mode CUBE, qui permet de prendre une succession d'images avec des temps de pause très courtes de façon à limiter le bruit thermique qui domine dans l'infrarouge, est offert pour l'utilisation de NACO : des images avec des temps de pose très courtes (quelques centaines de millisecondes) sont prises par la caméra CONICA puis enregistrées dans un cube.

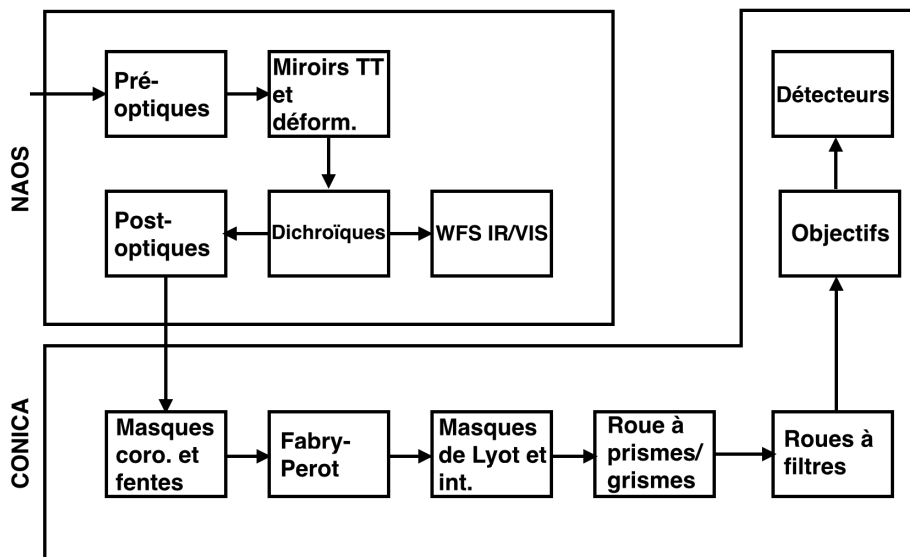


FIGURE 1.11 – Représentation en blocs de NaCo. Figure issue du manuscrit de thèse de Julien Rameau (Rameau 2014).

## SPHERE.

SPHERE (Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet REsearch, voir figure 1.12), est un instrument de seconde génération du VLT installé depuis 2014 sur l'UT3. Il est composé de quatre systèmes : le dispositif d'optique adaptative extrême SAXO, du spectromètre-imageur IRDIS, du spectromètre intégral de champ IFS, et du polarimètre ZIMPOL.

Le front d'onde incident arrive tout d'abord sur le bloc d'optiques commun, contenant le système d'optique adaptative SAXO, le dérotateur, les miroirs tilt, et le miroir déformable composé de 1681 actuateurs. SAXO est composé d'un senseur Shack-Hartmann (40x40 petites lentilles) qui évalue, dans le visible, les turbulences à haute fréquence (1.2 kHz).

Ensuite, deux blocs dédiés à l'infrarouge et au visible permettent de diriger via des lames dichroïques, la lumière corrigée des fluctuations de l'atmosphère vers l'ADC (Atmospheric Dispersion Correctors) IR, les éléments coronagraphiques, les densités neutres puis l'IFS ou IRDIS d'un côté, ou l'ADC (dans le visible) puis ZIMPOL et le module d'optique adaptative de l'autre côté. L'IFS et IRDIS sont dédiés à l'analyse des cibles dans l'infrarouge. L'IFS (Infrared Integral Field Spectrograph), est un spectrographe intégral de champ, qui permet de couvrir un champ de vue de  $1.73'' \times 1.73''$  ( $0.95 \mu\text{m}$ ), pour les canaux spectraux YJ ( $R=50$ ) ou YJH ( $R=30$ ). Les spaxels forment des rectangle de  $5.1 \times 41$  pixels sur le détecteur de type Hawaii-2RG (2041x2041 pixels). L'extraction des spectres depuis les données d'acquisition permet d'obtenir des cubes composés de 39 images à 39 longueurs d'onde différentes.

IRDIS (Infra-Red Dual-beam Imager and Spectrograph), permet d'utiliser le mode d'imagerie classique, le mode DBI (c'est-à-dire d'obtenir deux images simultanées dans deux longueurs d'onde

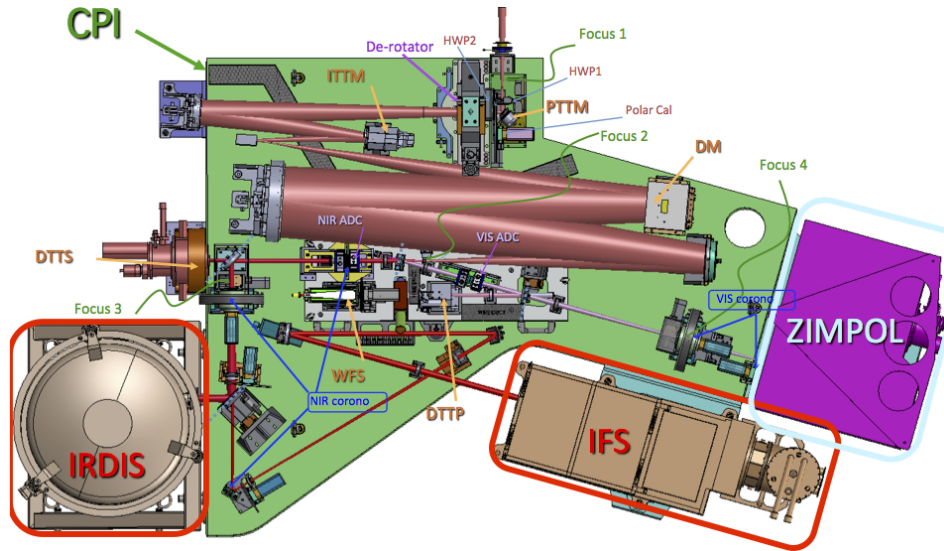


FIGURE 1.12 – Schéma descriptif de SPHERE. Image issue du site Internet de l'ESO.

proches, sept paires possibles, entre 1.0 et 2.2  $\mu\text{m}$ , permettant de couvrir les bandes d'absorption de l'eau, du méthane, de l'ammoniac). Le mode LSS (Long Slit Spectroscopy), et le mode DPI (dual-polarization imaging, rendu possible par des polariseurs croisés, de façon à obtenir deux images de polarisations différentes de manière simultanée). Le champ de vue d'IRDIS est de  $11'' \times 12.5''$  (échantillonnage spatial de 12.25mas/pixels).

Enfin, ZIMPOL (Zurich IMaging POLarimeter) permet d'obtenir deux images simultanées avec deux polarisations orthogonales, et permet d'obtenir des images dans le visible.

### Comparaison NaCo/SPHERE.

Les différences techniques de NaCo et SPHERE sont présentées en table 1.4, et la figure 1.13 reprend les performances atteintes par chacun des deux instruments. Je résume les forces et limites à observer avec SPHERE et NaCo ci-dessous :

1. SPHERE possède un système d'optique adaptative extrême (les actuateurs de SPHERE sont bien plus nombreux que ceux de NaCo). Les rapports de Strehl sont meilleurs pour SPHERE que pour NaCo, en considérant les mêmes bandes de longueurs d'onde (à noter que le rapport de Strehl de NaCo en bande  $L'$  peut parfois être comparable à celui de SPHERE en bande H).
2. La spectrométrie intégrale de champ offerte par SPHERE, ainsi que la possibilité d'observer une même source en deux longueurs d'onde voisines simultanément avec IRDIS, représentent un atout pour la recherche et la caractérisation spectrale de compagnons de masse planétaire, et un gain de temps par rapport à NaCo.
3. Les deux instruments sont complémentaires pour la recherche de planètes, car SPHERE permet la recherche de compagnons très proches de leur étoile, tandis que NaCo offre la possibilité de rechercher des compagnons plus éloignés.
4. La couverture en longueur d'onde de NaCo est plus étendue que celle de SPHERE, et contrairement à SPHERE, NaCo peut observer en bande  $L'$ . L'observation en bande  $L'$  permet d'atteindre les contrastes les plus forts entre l'étoile et le compagnon, ce qui optimise par conséquent la recherche de planètes de plus faible masse. En outre, l'observation en  $L'$  permet de plus facilement discriminer une étoile d'arrière-plan d'une planète, les couleurs des planètes jeunes étant bien plus rouges que celles des étoiles de la séquence principale.



5. NaCo est également plus sensible à l'observation des étoiles les plus faibles (en particulier, les naines M tardives), et par conséquent à la recherche de compagnons de masse planétaire en orbite autour de ces étoiles de faible masse. En effet, contrairement à SPHERE dont le capteur de front d'onde opère dans le visible, l'un des deux capteurs de NaCo opère dans l'infrarouge ce qui est avantageux puisque les déformations du front d'onde sont mieux estimées par le dispositif d'optique adaptative et par conséquent mieux atténuées par le miroir déformable, dans ce domaine de longueurs d'onde.

Finalement, SPHERE permet d'acquérir des informations scientifiques plus nombreuses que NaCo et permet la recherche de compagnons plus proches et plus faibles de leur étoile. NaCo reste néanmoins l'instrument privilégié pour la recherche de planètes en orbite autour des étoiles les plus tardives (typiquement plus tardives que M5) car ces étoiles sont généralement trop faibles pour SPHERE (cf. les magnitudes limites des étoiles observables par les deux instruments, tableau 1.4), et pour la recherche de compagnons hors du champ de vue de SPHERE.

TABLE 1.4 – Comparaison des caractéristiques de NaCo et SPHERE.

	NaCo	SPHERE (IRDIS et IFS)
Actuateurs	185 ( $\approx 3 \times r$ , $r$ étant le paramètre de Fried)	1681 ( $\approx r$ )
Champ de vue (as)	8×8 à 56×56	11×12.5 (IRDIS @ 0.95 $\mu\text{m}$ ) et 1.73×1.73 (IFS @ 0.95 $\mu\text{m}$ )
Echelle (mas/pixel)	13.2-54.7	12.25 (IRDIS) et 7.46 (IFS, après ré-échantillonnage)
Couverture ( $\mu\text{m}$ )	1-5	0.95-2.32 (IRDIS) et 0.95-1.65 (IFS)
Résolution spectrale	–	30 (YJH) ou 50 (YJ)
Rapport de Strehl en bande K (%)	47 ( $V=10$ mag)	95 ( $R=10$ mag)
Magnitude limite (mag)	$V \approx 15$	$R \approx 11$
Modes d'observation	imagerie classique, coronographie, spectroscopie à longue fente, polarimétrie, l'interférométrie par masquage de la pupille	imagerie classique, coronographie, spectroscopie à longue fente, IFS

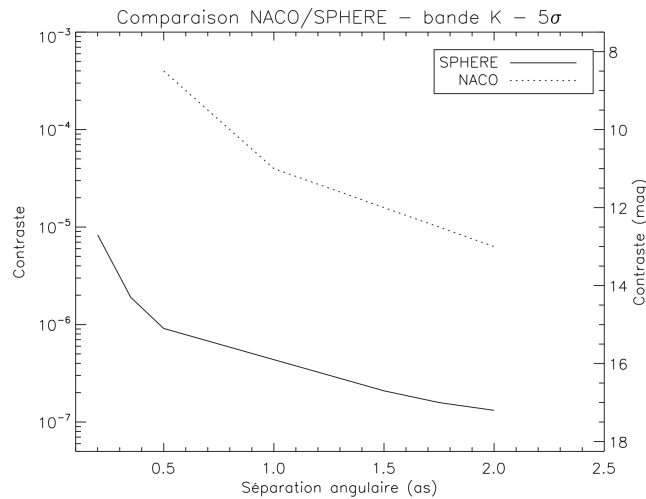


FIGURE 1.13 – Comparaison des limites de détection atteintes par SPHERE et NaCo. Figure extraite du manuscrit de thèse d'Arthur Vigan (Vigan 2009).

### D'autres imageurs.

D'autres imageurs sont ou seront installés, tels que NICI (Near Infrared Coronagraphic Imager, Chun et al. 2008) ou GPI (Gemini Planet Imager, Macintosh et al. 2008). Leurs sensibilités respectives sont représentées en figure 1.14.

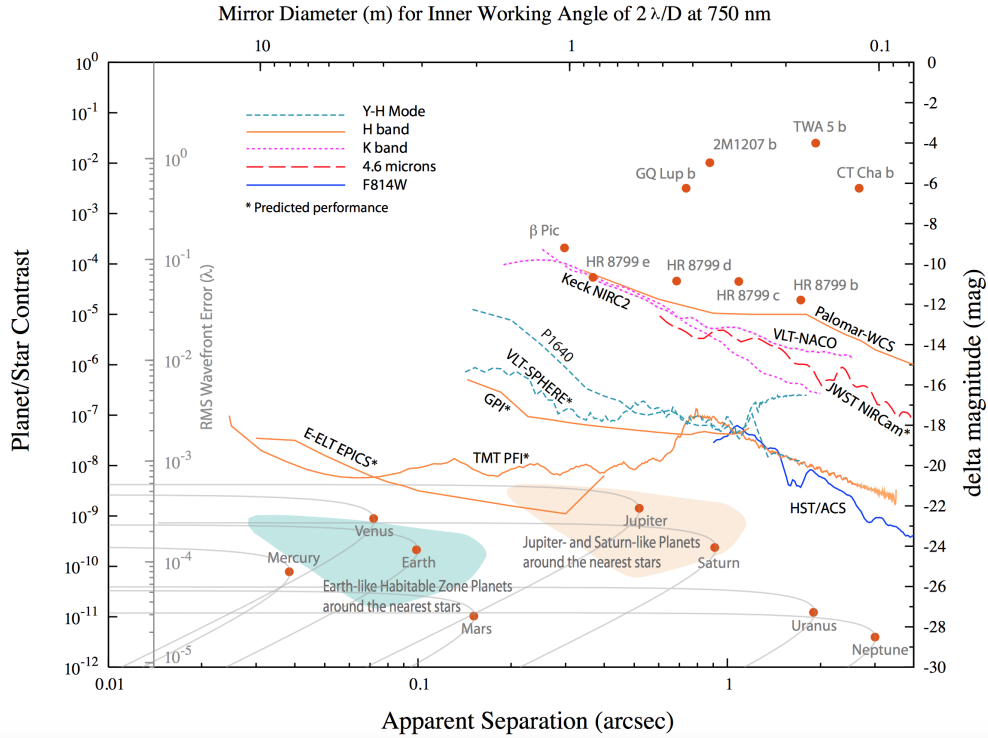


FIGURE 1.14 – Limites de détection des instruments actuels et à venir pour l'imagerie directe d'exoplanètes, depuis le sol et l'espace. Certaines planètes sont représentées par des points rouges. La zone bleue représente la zone habitable autour des étoiles les plus proches, et la zone orange illustre le domaine en séparation et magnitude des planètes analogues au planètes joviennes du Système solaire. Figure issue de Mawet et al. (2012)

### 1.3.5 Principe de la réduction des données d'imagerie directe.

Le principe général de la réduction des données d'imagerie directe est illustré en Fig. 1.15. Les paragraphes suivant détaillent chacune des étapes de réduction et d'analyse des données.

#### Pré-traitement.

La toute première étape de la réduction de données a pour but d'obtenir un cube composé d'images traitées, triées et centrées. Pour cela, les informations contenues dans les en-têtes des images sont lues, et la position de l'étoile sur le détecteur connue.

Le pré-traitement consiste à corriger les images obtenues des mauvais pixels du détecteur et la transmission de l'instrument et du télescope. Cette correction nécessite l'acquisition d'images de calibration chaque nuit d'observation en plus des images de science. Il s'agit d'images de champ plat et d'images obtenues sans flux incident. Les images de champ plat sont obtenues par l'éclairage du détecteur par une lampe halogène afin de simuler la réponse impulsionnelle des pixels à une lumière uniforme. Une alternative plus performante consiste à observer le ciel lors du coucher du Soleil, la luminosité diminuant progressivement à mesure que le Soleil se couche. L'éclairage par une lumière halogène ou par le crépuscule du détecteur permet de tester la réponse des pixels du détecteur, et de voir si cette réponse est linéaire au flux incident. Utiliser la lumière du crépuscule plutôt que celle d'une lampe est mieux car toute les optiques du télescope sont traversées. Diviser chaque image de science obtenue par l'image du champ plat permet de corriger la réponse des pixels qui ne répondent pas de la même manière à l'intensité lumineuse.

A partir de l'image du champ plat, une carte de mauvais pixels est extraite. Le flux des mauvais

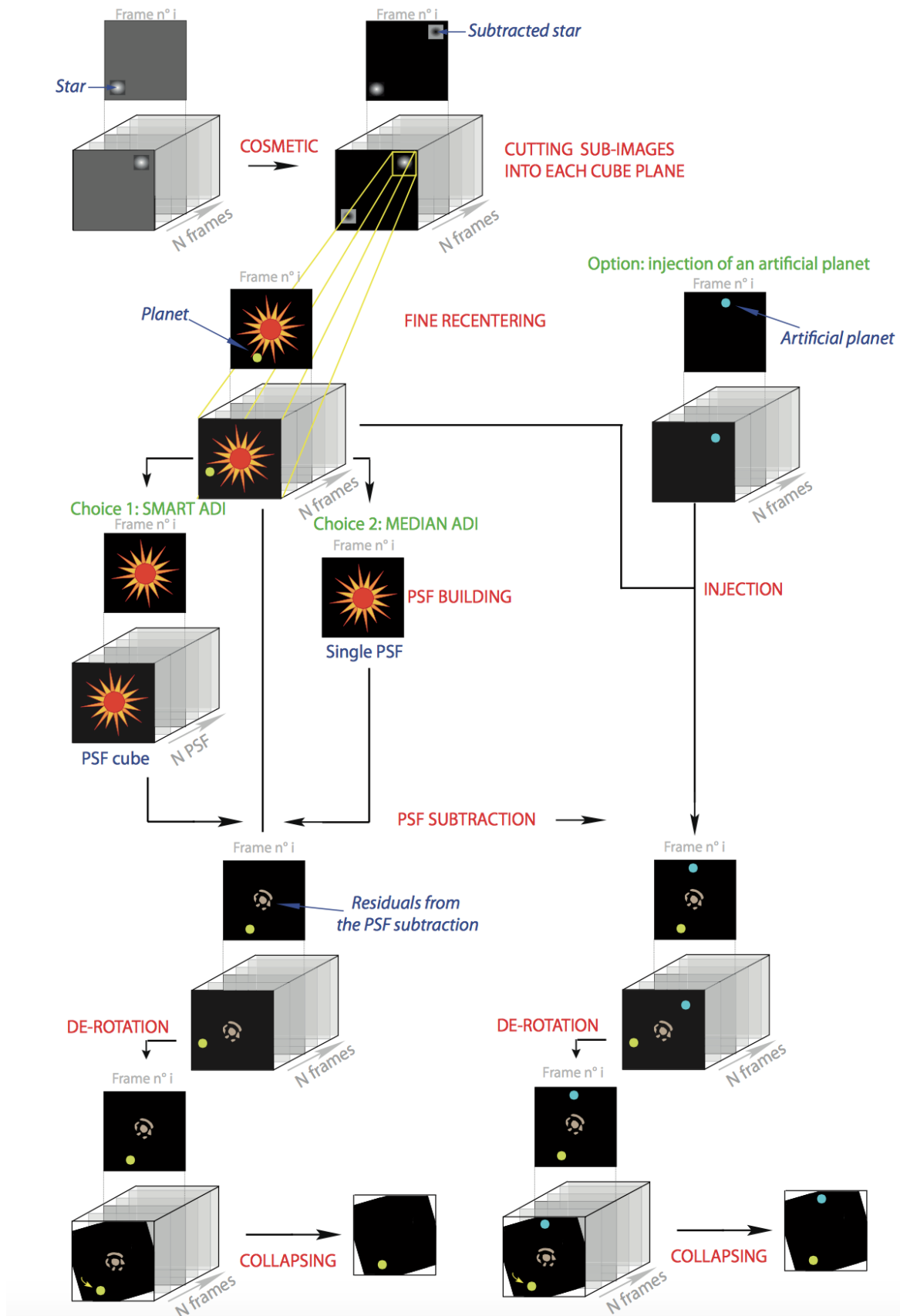


FIGURE 1.15 – Schéma explicatif de la chaîne de réduction de données. Figure issue du manuscrit de thèse de Mickaël Bonnefoy (Bonnefoy 2010).

pixels est remplacé par l'interpolation des flux des plus proches voisins.

L'émission thermique dans l'infrarouge (et en bande L' en particulier) de l'instrument, du télescope et du ciel est forte. C'est pourquoi elle doit être estimée et soustraite aux images de science. Pour cela, la cible est déplacée à des positions sur le détecteur entre chaque observation d'un nouveau cube, afin d'obtenir des images de ciel. Les images du ciel sont obtenues en calculant la médiane des images des cubes, puis l'image du ciel calculée est soustraite aux images des cubes.

Les images sont ensuite triées en fonction de leur qualité. En effet, toutes les images au sein d'un même cube ne sont pas de qualité égale, car la correction de l'optique adaptative n'est pas parfaite. Ce tri est par exemple effectué en excluant les images pour lesquelles le flux moyen dévie de plus  $1.5 \times \sigma$  la valeur moyenne du flux de toutes les images.

Le pré-traitement est terminé une fois que le ciel et les mauvais pixels sont soustraits à chaque image, et après qu'elles ont été divisées par l'image du champ plat. Les images sont ensuite recentrées, en utilisant une fonction de Moffat qui présente l'avantage de mieux reproduire les ailes et le coeur de la FEP de l'étoile ciblée qu'une fonction gaussienne. On obtient finalement un cube final composé de toutes les images traitées, triées et centrées, pour lesquelles les angles parallactiques sont enregistrés.

### Correction des tavelures quasi-statiques : les techniques de l'ADI, LOCI et PCA.

La correction des tavelures quasi-statiques est indispensable dans la recherche de compagnons proches de l'étoile. Pour cela, on peut appliquer les techniques dites d'ADI aux images du cube final si celles-ci ont subi une rotation au cours du temps, en d'autres termes si le mode Pupil Tracking a été utilisé pour leur acquisition. Je détaille ci-après le principe de trois algorithmes ADI, et présente également le principe des traitements LOCI et PCA, techniques que j'ai utilisées pour mon travail de thèse.

Les trois techniques ADI (cADI, sADI, rADI) reposent sur la construction d'une FEP de référence qui sera soustraite aux images. La FEP est construite différemment en fonction de la technique employée. Le median ADI (Marois et al. 2006), aussi appelé classical ADI (cADI), consiste à réaliser la médiane de toutes les images composant le cube final, ensuite soustraite à chacune des images. Une dérotation des images est ensuite effectuée puis une médiane ou une moyenne est réalisée sur le cube pour obtenir l'image finale. Marois et al. (2006) ont montré que la présence d'un point source dans les données ne représentait pas une limitation si la rotation du champ pendant les observations permettait au point source de se déplacer de plus de deux fois sa FWHM. Effectivement, le flux du point source sera un peu affaibli par la soustraction de la FEP, mais d'autant plus faiblement que la rotation du champ est grande. De plus, si le nombre d'acquisitions utilisées dans le calcul de la FEP est grand, le bruit pixel-à-pixel de la FEP de référence sera plus petit. Si le temps d'acquisition des données dépasse typiquement une heure, il n'y a plus de corrélation entre les tavelures quasi-statiques de la FEP de référence et ceux de chaque image. D'autres techniques d'ADI peuvent être utilisés, comme le sADI et le rADI.

L'évolution temporelle des tavelures quasi-statiques, responsable de l'instabilité temporelle de la FEP, peut être mieux prise en considération par l'utilisation d'une autre méthode d'ADI, le smart ADI (sADI). Le nombre d'images utilisées pour la construction de la FEP est cette fois-ci restreint, et dépend de la rotation des images. La FEP de référence est calculée pour chaque image du cube final, en réalisant la médiane d'un set de  $n$  images ayant subi une rotation au moins égale à  $N$  FWHM de l'étoile pour un rayon  $R$  donné. Cette technique prend en compte l'évolution temporelle de la FEP, ce qui n'est pas le cas du cADI. En dessous du rayon  $R$ , cependant, tout éventuel compagnon subit une forte auto-soustraction.

Enfin, le radial-ADI (rADI) repose sur le même principe que le sADI, tout en s'adaptant aux différentes séparations. La FEP est calculée temporellement et radialement, en découpant chaque

image en anneaux concentriques de largeur  $dr$  et en les sélectionnant de la même manière que le sADI pour la construction des FEP de référence. Cette méthode est plus performante et robuste que le sADI, mais également la plus longue en temps de calcul.

D'autres méthodes existent pour la construction d'une FEP de référence, telles que celle présentée par Lafrenière et al. (2007) appelée Locally Optimized Combination of Images (LOCI). Le LOCI repose sur la minimisation du bruit, et à l'instar du sADI, sélectionne un set d'images du cube final. Chaque image de ce cube est divisée en sections  $S^T$ . Chacune des sections fait ensuite l'objet d'une combinaison linéaire des images de science dont la soustraction minimise le bruit dans l'image de science considérée. Le choix des coefficients pour une section  $S^T$  de l'image du cube considérée est déterminé par la minimisation du bruit à l'intérieur d'une section plus large, la section d'optimisation  $O^T$  qui englobe la section  $S^T$  (afin de ne pas supprimer d'éventuels points sources).

Enfin, la méthode du Principal Components Analysis (PCA) a été employée dans le cadre de la détection et de la caractérisation d'exoplanètes (Soummer et al. 2012). Cette méthode permet d'identifier les similarités et différences des données, en utilisant un espace de dimension réduite qui déforme le moins possible et de manière pertinente les données initiales. Les images du cube final sont projetées sur un set de bases orthonormales (bases de Karhunen-Loève) de façon à estimer la FEP de référence. Sur les  $N$  modes associés aux  $N$  images du cube final,  $K_{klip}$  sont gardés pour l'estimation de la FEP de référence. Les images finales sont obtenues en soustrayant aux images de science, l'estimation de la FEP de référence. Contrairement au LOCI, le temps de calcul du PCA est court.

Après la soustraction des FEP de référence, les cartes de résidus subissent une compensation de leur rotation en utilisant les angles parallactiques correspondant aux images du cube final. Les images sont ensuite combinées, soit en les moyennant, soit en calculant la médiane.

### Filtrage spatial.

L'utilisation du mode Field Tracking pendant les observations ne permet pas l'application des traitements ADI, LOCI ou PCA sur les données, car ces traitements reposent sur la rotation des images en fonction du temps. L'ADI n'est toutefois pas nécessaire pour la recherche de compagnons lointains, car le bruit des tavelures quasi-statiques domine à courtes séparations alors que c'est le bruit de fond qui domine à plus longues séparations. Ainsi, pour la recherche de compagnons lointains et dans le cadre de l'emploi du mode Field Tracking, des filtres spatiaux passe-haut (typiquement de taille entre quatre et cinq fois la taille de la FWHM de l'étoile centrale) peuvent être appliqués aux données afin de supprimer en grande partie le bruit de fond qui apparaît sur les images, et toutes structures à basses fréquences spatiales dont la taille caractéristique est plus grande que celle des compagnons.

### Calcul des pertes de flux.

La détection de compagnons est limitée par le flux des objets observés, le contraste objet-étoile, et le bruit des images. Appliquer des traitements et filtres spatiaux conduit à perdre du flux des compagnons, ce qui a pour conséquence la dégradation de la limite de détection. Afin d'estimer les pertes de flux qu'ont subi les images filtrées, des points sources dont la FEP n'est pas saturée sont injectés dans un cube vide, à des séparations et angles pré-définis. Ce cube est similaire au cube final obtenu après pré-traitement, mais ne contient aucun bruit. Les mêmes traitements ADI, LOCI et PCA ou filtrage sont appliqués au cube, puis les images subissent une compensation de leur rotation et sont combinées. La perte de flux provoquée par l'application des traitements ou du filtrage est estimée par photométrie d'ouverture (de rayon 2 pixels) en divisant le flux des résidus

des points sources injectés par leur flux initial. Une interpolation linéaire de ces pertes de flux permet d'obtenir une carte de perte de flux  $FL$ .

### Calcul des limites de détection.

Enfin, le contraste en magnitude qui peut être atteint dans les données est calculé comme suit :

$$\text{contraste} = -2.5 \times \log \frac{5 \times \sigma / FL}{FEP_{max}} + ND \quad (1.9)$$

où ND correspond à l'atténuation en magnitude de la densité neutre utilisée pendant les observations de la FEP de référence, et  $\sigma$  est le bruit pixel-à-pixel des images de science combinées qui est estimé à l'intérieur de boîtes de pixels puis en moyennant les valeurs azimuthalement depuis le centre des images.

Les limites de détection en magnitudes sont calculées à partir de ce contraste et de la magnitude de l'étoile. La conversion des limites de détection en magnitudes vers des limites de détection en masses planétaires est estimée par l'utilisation de modèles d'évolution, grâce à la connaissance de la magnitude absolue de l'étoile, de sa distance et de son âge.

## 1.4 Les mécanismes de formation et d'évolution des planètes.

Comparer les résultats des observations avec les modèles de formation et évolution planétaire permet de mieux les contraindre, et donc d'améliorer notre compréhension de la genèse (formation, évolution, dépendance aux propriétés stellaires et environnementales) des systèmes planétaires. Je commence par résumer les différents modèles de formation de planètes (accrétion sur coeur, instabilité gravitationnelle, formation en binaires), puis présente les mécanismes d'évolution qui sont fonction des propriétés du système et de ses conditions initiales.

### 1.4.1 La formation planétaire.

La formation des planètes a lieu dans le disque proto-planétaire circumstellaire résultant de l'effondrement gravitationnel d'un nuage de gaz et de poussières en une étoile. Le disque est en rotation autour de l'étoile et s'étend typiquement jusqu'à quelques centaines d'unités astronomiques, et est composé de gaz et de poussières (typiquement de quelques microns) avec un rapport de masse d'environ 1/100 en faveur du gaz (répartition initiale des masses). Les poussières, qui dominent l'opacité du disque, se trouvent majoritairement dans la partie interne du plan du disque, avec des molécules telles que les silicates et des hydrocarbures dans la région la plus interne, et des glaces (plus volatiles) dans sa partie plus externe. Le gaz est principalement composé d'hydrogène et d'hélium, et va être petit-à-petit accrété par l'étoile et par conséquent dispersé, et chauffé par l'étoile. Le gaz disparaît typiquement après quelques millions d'années. Entre le moment où l'étoile s'est formée ainsi que son disque, et le moment où le disque de gaz est dispersé, des planètes peuvent se former.

#### Accrétion sur coeur.

Le mécanisme d'accrétion sur coeur est le modèle qui explique la formation des planètes géantes de notre Système solaire (Pollack et al. 1996). Il repose sur trois étapes, illustrées en figure 1.16 :

1. un coeur solide se forme par coagulation de planétésimaux,
2. une atmosphère se forme consécutivement à l'accrétion du gaz et de la poussière environnants, il s'agit de la croissance lente,

3. la croissance emballée du gaz permet la formation de planètes géantes gazeuses.

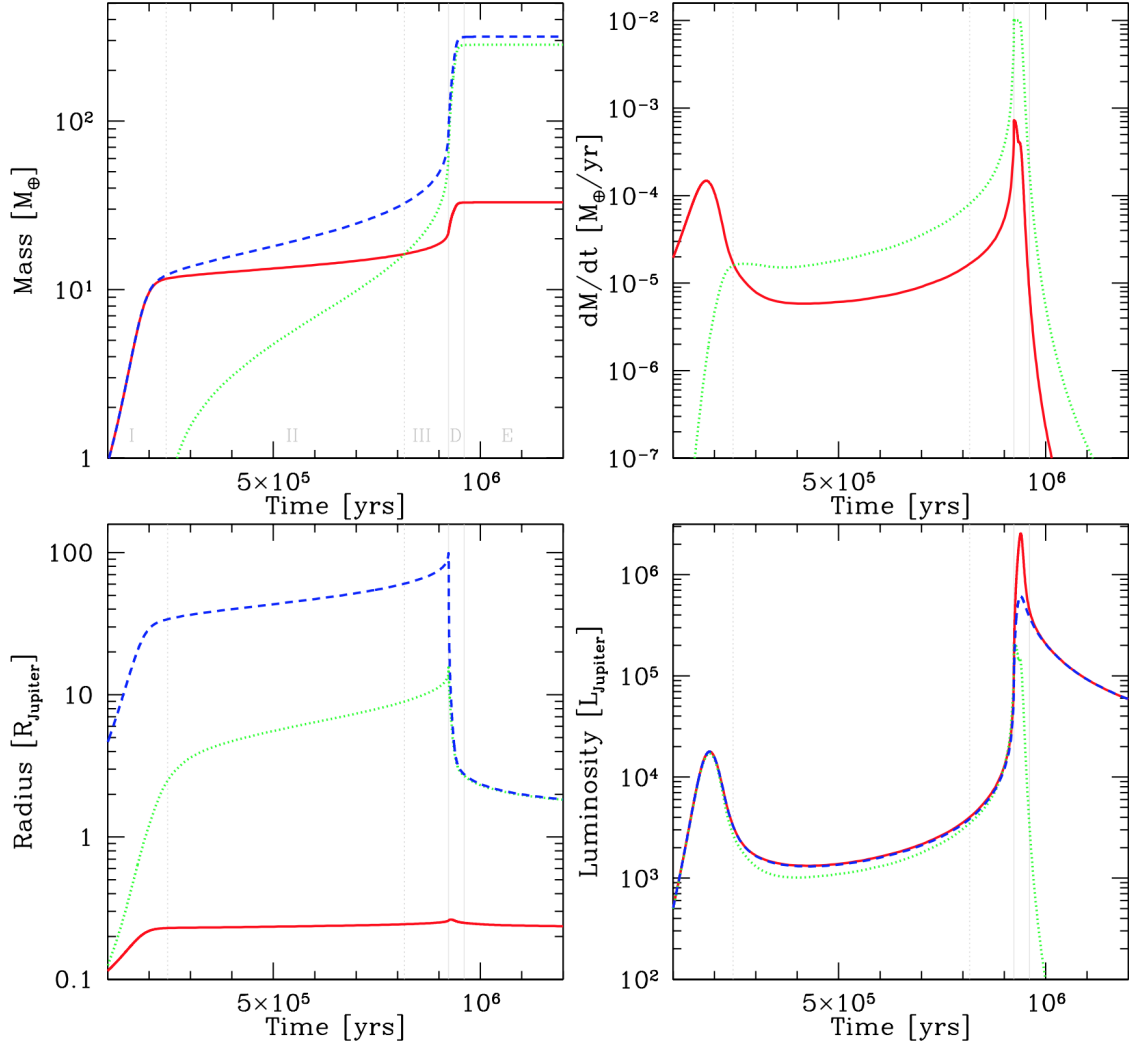


FIGURE 1.16 – Illustrations de l'évolution de la masse, de l'accrétion, du rayon, et de la luminosité d'une planète semblable en masse et séparation à Jupiter. La courbe bleue représente l'évolution temporelle de la planète, la courbe rouge l'évolution temporelle du coeur rocheux, et la courbe verte l'évolution temporelle de l'enveloppe de gaz. Figure issue de Mordasini et al. (2012).

La première étape consiste en l'accrétion de planétésimaux et poussières vers un coeur rocheux plus massif et unique. Le temps caractéristique de cette étape est assez rapide. Le taux d'accrétion des planétésimaux est donné par la formule :

$$\frac{dM_P}{dt} = \pi R_c^2 \sigma \Omega F_g, \quad (1.10)$$

et la zone d'accrétion (de rayon  $a_f$ ) autour du coeur est donné par :

$$a_f = \sqrt{12 + e_H^2} R_H, \quad (1.11)$$

où  $M_p$  est la masse du coeur accrétant les planétésimaux,  $R_c$  le rayon de capture,  $\sigma$  la densité de masse surfacique,  $F_g$  le rapport des sections efficaces gravitationnelle et géométrique,  $\Omega$  la fréquence orbitale,  $e_H$  le RMS des valeurs des excentricités des planétésimaux, et  $R_H$  est le rayon

de Hill. L'accrétion des planétésimaux dépend donc entre autres des propriétés du disque, de la position du coeur au sein du disque, et de la masse stellaire. L'accrétion de planétésimaux ralentit avec l'appauvrissement de la réserve en planétésimaux voisins du coeur, le phénomène d'accrétion de gaz devient alors dominant. Le coeur rocheux s'entoure alors progressivement et lentement d'une enveloppe de gaz, tandis que des planétésimaux continuent à être accrétés : le gaz de l'enveloppe étant initialement composé en majorité d'hélium et hydrogène, la capture des planétésimaux se dirigeant à travers l'atmosphère vers le coeur peut conduire à l'enrichissement en éléments lourds de cette atmosphère par friction entre les planétésimaux et le gaz. L'accrétion lente de gaz se poursuit jusqu'à ce la masse critique soit atteinte, c'est-à-dire quand la masse du gaz de l'atmosphère égale environ celle du coeur rocheux. Cette masse critique, d'environ  $10 M_{\oplus}$ , dépend de paramètres tels que la masse stellaire, la masse du disque, la position du coeur dans le disque, le taux d'accrétion des planétésimaux et l'opacité de l'atmosphère en formation autour du coeur, ce qui permet de former des coeurs de  $3.5 M_{\oplus}$  à 100 UA selon Piso & Youdin (2014) et donc de raccourcir le temps nécessaire à la formation de la planète géante. Une fois que la masse critique est atteinte, l'atmosphère se contracte et l'accrétion du gaz sur la proto-planète s'emballe, l'augmentation de la masse totale conduisant à l'augmentation du rayon d'action de la proto-planète (i.e. du rayon en dessous duquel l'accrétion gazeuse est possible). En d'autres termes, plus la masse de la proto-planète est grande, plus la zone d'action de la proto-planète sur le gaz environnant l'est aussi, ce qui conduit à l'accrétion de plus de gaz et donc à augmenter la masse de la proto-planète. Alors que les pertes radiatives sont presque compensées par l'énergie d'accrétion des planétésimaux pendant l'accrétion lente (deux premières étapes), ceci n'est plus le cas quand l'accrétion de gaz s'emballe et l'enveloppe se contracte rapidement. La figure 1.17 montre la masse de Jupiter évoluant au cours du temps depuis sa formation par accrétion sur coeur : la phase dominée par l'accrétion de planétésimaux dure environ  $5 \times 10^5$  ans, suivie par la phase d'accrétion lente de gaz et de planétésimaux pendant environ  $7 \times 10^6$  ans. L'accrétion emballée de gaz s'arrête une fois le gaz dissipé ou après l'ouverture d'un sillon par la planète, et l'échelle de temps de la contraction de Kelvin-Helmholtz est donnée par (Ida & Lin 2005) :

$$\tau_{KH} \approx 10^{10} \left( \frac{M_P}{M_{\oplus}} \right)^{-3} \text{ yr}, \quad (1.12)$$

où  $M_P$  est la masse de la planète (incluant le coeur rocheux et l'enveloppe gazeuse),  $M_{\oplus}$  est la masse terrestre,  $\kappa$  est l'opacité du gaz du disque.

Le mécanisme d'accrétion sur coeur peut donc conduire à des planètes géantes plutôt massives si la densité de masse surfacique initiale était élevée (il y aurait donc une dépendance positive à la masse stellaire), et la formation de planètes géantes via ce processus est facilitée si le coeur de départ se situe dans des zones denses du disque, donc près de son étoile ( $< 5\text{-}10$  UA, voire plus loin si la masse de l'étoile est élevée). A l'inverse, la formation de planètes géantes situées à longues séparations peut être plus facilement expliquée par les instabilités gravitationnelles au sein même du disque protoplanétaire.

Une variante au modèle d'accrétion sur coeur de planétésimaux est l'accrétion de particules plus petites (de l'ordre du mm au cm au lieu du km, pour les planétésimaux) qui sont fortement liées au gaz du disque, sur un coeur rocheux. Ce mécanisme semble être particulièrement efficace et permettre la formation de planètes rapide comme montré par Lambrechts & Johansen (2012) et Guilera (2015) (cf. figure 1.18).

### Instabilités gravitationnelles.

La découverte de planètes géantes situées à longues séparations à la fin des années 2000 a obligé de repenser les modèles de formation. Le mécanisme de formation par instabilités gravitationnelles



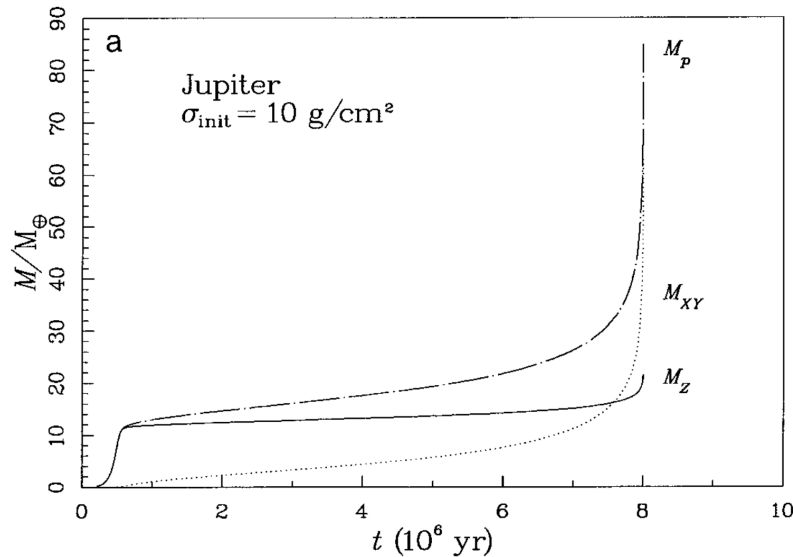


FIGURE 1.17 – Masse de la planète en train d'être formée ( $M_{Jup}$ ) au cours du temps.  $M_P$  est la masse de la planète,  $M_{XY}$  la masse de son enveloppe gazeuse,  $M_Z$  la masse de son coeur rocheux. Figure issue de Pollack et al. (1996).

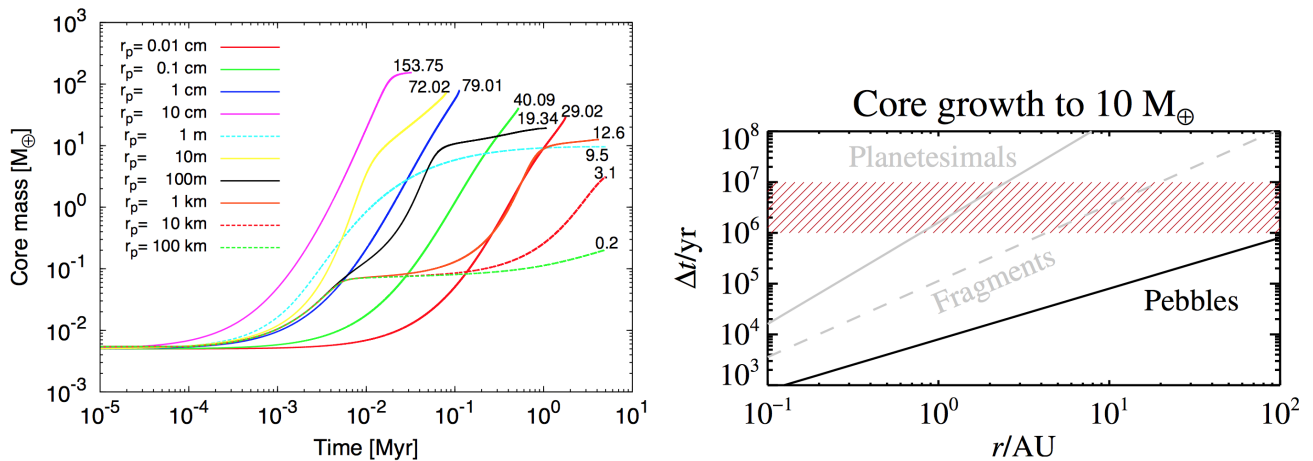


FIGURE 1.18 – Figure de gauche : évolution temporelle de l'accrétion de particules de petites tailles sur le coeur rocheux, le processus d'accrétion étant d'autant plus efficace que le rayon de ces particules est petit. Figure de droite : temps nécessaire à la formation d'un coeur de  $10 M_{\oplus}$  en fonction du processus d'accrétion (planétésimaux, fragments ou particules de petites tailles sur le coeur rocheux) et de la séparation à l'étoile. Figures issues de Guilera (2015) (gauche) et Lambrechts & Johansen (2012) (droite).

est depuis considéré comme un mécanisme possible de la formation des planètes géantes.

Le développement de spirales au sein du disque protoplanétaire peut conduire, sous certaines conditions, à la formation de zones de surdensités qui sont gravitationnellement instables (instabilité de Jeans, l'auto-gravité des surdensités devient supérieure aux forces de pression radiative et/ou thermique). Deux conditions sont nécessaires à l'émergence de telles instabilités : le temps de refroidissement local doit être inférieur à la période orbitale et le paramètre de Toomre ( $Q = \frac{\Omega C_S}{\pi G \Sigma}$ ) doit vérifier :

$$Q = < 1, \quad (1.13)$$

où  $\Omega$  est la vitesse angulaire du disque,  $C_S$  la vitesse du son dans le milieu,  $G$  la constante gravitationnelle, et  $\Sigma$  la densité surfacique. Un disque massif et froid est donc plus favorable à l'apparition d'instabilités.

La formation de la planète géante gazeuse suit trois étapes :

1. la surdensité, dont l'ordre de grandeur du rayon est le rayon de Hill, va se contracter quasi-statiquement car sa température est assez faible (quelques centaines de Kelvin), et l'hydrogène qui la constitue est sous forme moléculaire,
2. un effondrement dynamique rapide est initié par la dissociation moléculaire de l'hydrogène une fois que le coeur a atteint  $\approx 2000$  Kelvin,
3. la protoplanète (dont le rayon vaut quelques rayons de Jupiter) continue de se contracter de manière quasi-statique, et refroidit ( $\ll 10^9$  ans).

Alors que le modèle d'accrétion sur coeur peut nécessiter plusieurs millions d'années pour former une planète géante, les instabilités gravitationnelles (voir figure 1.19) peuvent permettre la formation de planètes joviennes sur des échelles de temps beaucoup plus courtes, de l'ordre de quelques périodes orbitales. Contrairement au modèle d'accrétion sur coeur, néanmoins, la formation des planètes géantes gazeuses par instabilités gravitationnelles est improbable aux courtes séparations car les deux conditions énumérées plus tôt (temps de refroidissement rapide et  $Q < 1$ ) sont peu fréquentes à de telles séparations, et les raisons pour lesquelles une surdensité conduit à la formation d'une planète jovienne gravitationnellement liée sont encore peu claires (la pression radiative et/ou thermique, les forces de marées et le cisaillement Képlérien pouvant provoquer la destruction de la protoplanète si elle est située trop près de son étoile, Boss 2006). Vazan & Helled (2012) ont montré qu'une protoplanète de la masse de Jupiter autour d'une étoile de type solaire pouvait "survivre" si elle était située à une séparation plus grande que 11 UA. De plus, la stabilité de protoplanètes moins massives que Jupiter se constate à des séparations plus élevées (12 UA pour une planète de la masse de Saturne), et inversement (7 UA pour une planète de la masse de cinq Jupiters). La formation de la protoplanète est très sensible aux propriétés du disque protoplanétaire, et le changement des conditions initiales telles que la densité centrale, le taux d'accrétion, le rayon, les températures centrale et effective de la protoplanète, conduit à la formation de planètes joviennes pouvant se trouver à des séparations plus faibles de leur étoile. Vazan & Helled (2012) ont également conclu que les planètes géantes formées par instabilités gravitationnelles devaient avoir été formées et rester sur des orbites larges pendant au moins  $10^5$ - $10^6$  ans après leur formation. En outre, les instabilités gravitationnelles que subit le disque proto-planétaire peuvent être nombreuses sans pour autant que des planètes géantes ne se forment, à cause de la migration, de l'éjection ou de la dispersion des embryons de planètes (Vorobyov 2013). Enfin, si la formation de planètes géantes est possible par instabilités gravitationnelles, les mécanismes à l'origine de l'arrêt de l'accrétion rapide du gaz sont encore assez mal compris, car l'accrétion du gaz devrait théoriquement continuer pour terminer par la formation de naines brunes voire de petites étoiles.

### Combinaison de ces deux mécanismes de formation.

Les modèles d'accrétion sur coeur et d'instabilités gravitationnelles semblent donc pouvoir mener à la formation de planètes joviennes situées dans des gammes de séparations distinctes. Effectivement, quand l'accrétion sur coeur permet la formation de planètes géantes à courtes séparations sur des échelles de temps de l'ordre de quelques millions d'années, ce même mécanisme semble ne pas être assez rapide pour expliquer la formation de planètes joviennes plus éloignées, le gaz ayant été dissipé avant. Cependant, les instabilités gravitationnelles peuvent conduire à la formation de planètes géantes à longues séparations, sur des échelles de temps beaucoup plus courts (quelques révolutions orbitales autour de l'étoile, typiquement), alors que ce modèle serait moins apte à la formation de planètes proches de leur étoile, les propriétés du disque protoplanétaire n'étant pas

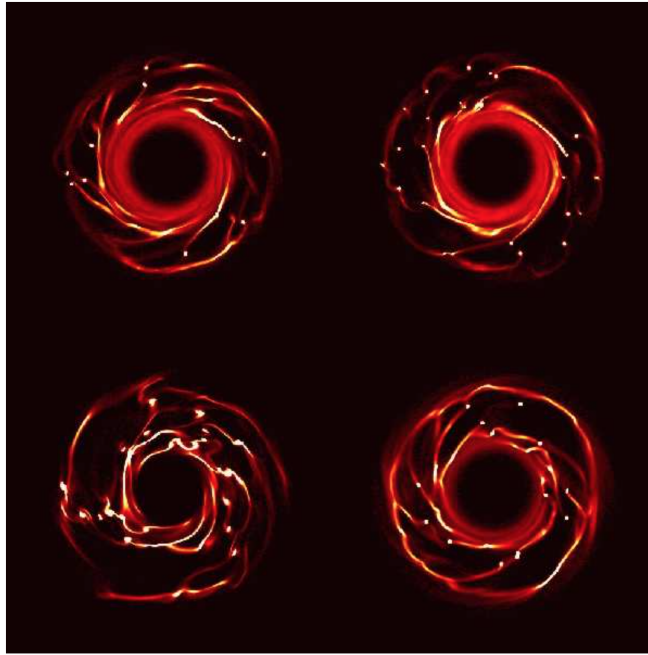


FIGURE 1.19 – Evolution temporelle de la densité d'un disque protoplanétaire dans lequel des instabilités gravitationnelles ont lieu pour mener à la formation de protoplanètes. Figure de Durisen et al. (2007).

optimales pour la formation de planètes géantes par effondrement à courtes séparations. Cependant, l'évolution du système {planète-disque} et la migration sont deux processus qui peuvent permettre le mélange de la population de planètes géantes formées par accrétion sur coeur avec celle formée par instabilités gravitationnelles, comme montré par Boley (2009), la limite en séparations entre ces deux populations dépendant des propriétés du disque et de l'étoile (de la masse stellaire, de la masse initiale du disque, de l'accrétion sur la surdensité, entre autres). Par exemple, pour une étoile d'une masse solaire et sous certaines conditions initiales, Boley (2009) ont placé cette limite à 100 UA.

### Formation comme une binaire.

La découverte, par imagerie directe, de planètes géantes dont le rapport de masse avec l'étoile est grand a posé la question de leurs mécanismes de formation. C'est le cas de 2M 1207 b (Chauvin et al. 2004), dont le rapport de masse avec l'étoile est d'environ 20%. Lodato et al. (2005) ont montré que le mécanisme d'accrétion sur coeur nécessiterait trop de temps pour la formation d'une telle planète située à longues séparations, car la densité surfacique en solides était trop faible. La formation de cette planète comme une binaire stellaire, c'est-à-dire à la suite de l'effondrement et de la fragmentation du nuage moléculaire dense (Boss 2006), est en revanche tout-à-fait possible (Lodato et al. (2005) ont également montré que les conditions nécessaires à la formation d'une surdensité puis d'une planète géante pourraient être réunies dans le système considéré). Cette formation d'un système binaire {planète-étoile} aurait lieu avant les formations plus classiques de planètes géantes (accrétion sur coeur, instabilités gravitationnelles).

### 1.4.2 L'évolution des planètes.

#### Evolution temporelle.

La luminosité des planètes va baisser avec le temps, car une fois qu'elles se sont formées, elles se refroidissent, leur trop faible masse ne permettant pas à des réactions thermo-nucléaires de se produire en leur coeur. La baisse de cette luminosité peut être modélisée en considérant les conditions initiales, et les relations qui lient les paramètres de la planète (sa masse, sa température effective, son rayon, sa gravité). Les conditions initiales sont en général associées aux modèles de formation : au moment de la formation de la planète, l'énergie gravitationnelle relâchée par l'accrétion rapide du gaz peut soit être perdue dans le choc d'accrétion à la surface de l'atmosphère ou dans le gaz environnant du disque ("cold start" associé à l'accrétion sur coeur Fortney et al. 2015; Marley et al. 2007), ou au contraire est gardée et transformée en chaleur ("hot start" associé au mécanisme d'instabilités gravitationnelles, Burrows et al. 1997a; Baraffe et al. 2003). La luminosité de la planète peut alors s'écrire (Mordasini et al. 2012) :

$$L_{int} = \begin{cases} L - L_{acc} & \text{"cold start"} \\ L & \text{"hot start"} \end{cases} \quad (1.14)$$

où  $L_{int}$  est la luminosité totale de la planète qui provient de la luminosité interne  $L$  de la planète, et de la luminosité d'accrétion  $L_{acc}$  qui est perdue à la surface de la planète ou dans le gaz du disque protoplanétaire.  $L_{acc}$  est donnée par la formule :

$$L_{acc} = \frac{GM}{R} \dot{M}_{XY}, \quad (1.15)$$

où  $\dot{M}_{XY}$  est le taux d'accrétion du gaz sur la protoplanète de masse  $M$  et de rayon  $R$ .

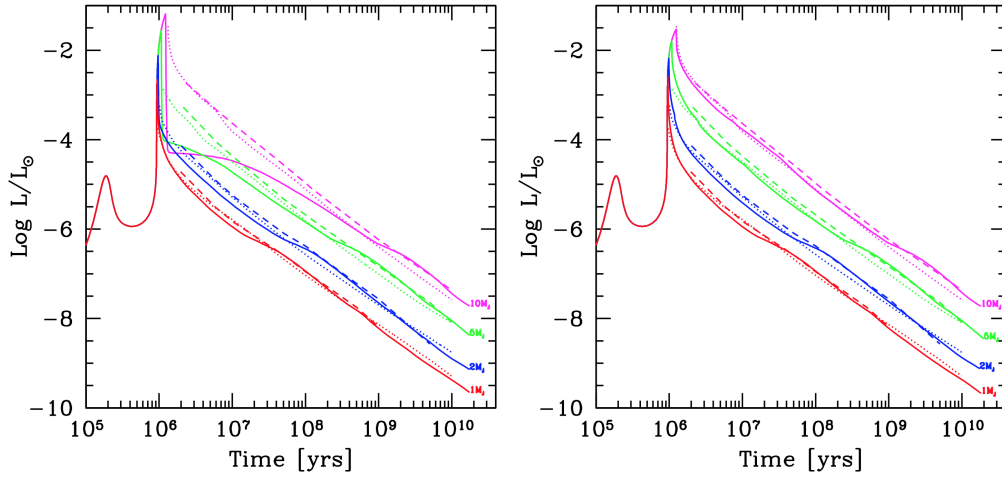


FIGURE 1.20 – Evolution temporelle de la luminosité de planètes (1, 2, 5 et 10  $M_{Jup}$ ) en fonction du départ froid (figure de gauche, les auteurs considèrent que la totalité de l'énergie d'accrétion a été perdue) ou chaud (figure de droite, les auteurs considèrent que la totalité de l'énergie d'accrétion a été gardée et transformée en chaleur) de leur processus de formation. Sont également représentés les résultats de Burrows et al. (1997b) (lignes en pointillées) et de Baraffe et al. (2003) (lignes en tirets). Pour une masse planétaire donnée, la diminution de la luminosité de la planète est plus rapide lorsque celle-ci a été formée par accrétion sur coeur plutôt que par instabilités gravitationnelles. La luminosité de la planète n'est plus corrélée à son mécanisme de formation sur des échelles de temps qui dépendent de sa masse (plus la masse est faible, plus l'impact sur la luminosité planétaire d'un départ chaud ou froid est temporellement court). Figure de Mordasini et al. (2012).

L'entropie du gaz qui compose l'atmosphère de la planète peut rester faible (dans le cas de l'accrétion sur coeur car toute l'énergie d'accrétion est relâchée à la surface), ou être élevée après la formation de la planète (c'est le cas pour les planètes formées par instabilités gravitationnelles). La luminosité initiale (juste après l'arrêt de l'accrétion du gaz) d'une planète formée par accrétion sur coeur sera plus faible que celle d'une planète formée par instabilités gravitationnelles, toutes autres propriétés physiques étant identiques. Les différences de luminosités entre ces deux planètes deviennent nulles avec le temps. La conséquence observationnelle de cette différence est qu'il est plus simple de détecter des planètes jeunes formées par instabilités gravitationnelles. Enfin, les modèles de départs tièdes ("warm start", Spiegel & Burrows 2012; Marleau & Cumming 2014) fondent leurs hypothèses sur des conditions initiales intermédiaires, ce qui semble être beaucoup plus réaliste.

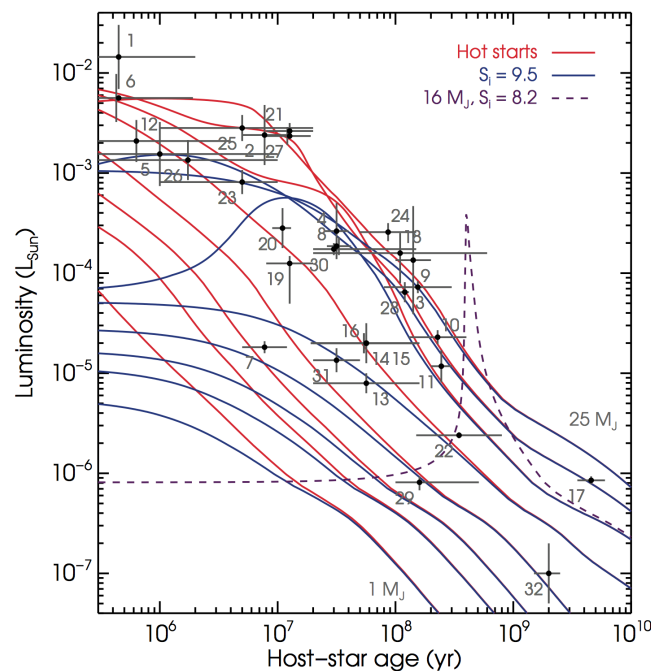


FIGURE 1.21 – Evolution temporelle de la luminosité d'objets de 1, 2, 3, 5, 10, et 25  $M_{Jup}$  (courbes du bas vers le haut) pour un départ tiède (courbes bleues) et chaud (courbes rouges). La localisation des points est basée sur le travail de Neuhäuser & Schmidt (2012) : (1) GG Tau Bb, (2) TWA 5 B, (3) GJ 417 BC, (4) GSC 8047 B/b, (5) DH Tau B/b, (6) GQ Lup b, (7) 2M1207 b, (8) AB Pic B/b, (9) LP 261-75 B/b, (10) HD 203030 B/b, (11) HN Peg B/b, (12) CT Cha b, (13, 14, 15, 16) HR 8799 bcde, (17) Wolf 940 B/b, (18) G 196- 3 B/b, (19)  $\beta$  Pic b, (20) RXJ1609 B/b, (21) PZ Tel B/b, (22) Ross 458 C, (23) GSC 06214 B/b, (24) CD-35 2722 B/b, (25) HIP 78530 B/b, (26) SR 12 C, (27) HR 7329 B/b, (28) 2M0122 b, (29) GJ 504 b, (30)  $\kappa$  And b, (31) 2M0103 ABb, (32) WD 0806-661 B/b. Figure de Marleau & Cumming (2014).

Les conditions initiales influencent la luminosité des jeunes exoplanètes, ainsi que d'autres phénomènes physiques se produisant sur des échelles de temps différents tels que l'évaporation, la condensation, la coagulation, la convection, et la coalescence de particules (Chabrier et al. 2000). L'opacité atmosphériques des planètes, qui dépend entre autres de la température effective, est également particulièrement importante dans l'estimation de la luminosité de la planète à un instant donné. Différents modèles d'atmosphère existent, reposant sur des situations extrêmes comme les modèles DUSTY dans lesquels les poussières ne se sédimentent pas dans l'atmosphère, et COND dans lesquels les poussières condensent et ne sont plus présentes dans la photosphère (Allard et al. 2001). Les planètes dont l'atmosphère est très opaque seront moins brillantes. Entre ces

deux extrêmes, les modèles BT-Settl (Allard et al. 2011) reposent sur la formation de nuages dans l'atmosphère. L'opacité des atmosphères des objets substellaires diminue avec le temps, la condensation des poussières s'opérant vers 1300 K (à la transition L-T).

Les modèles d'atmosphères couplés au modèles évolutifs permettent donc d'estimer la masse de l'objet considéré à partir des hypothèses faites quant à sa formation, son âge, l'opacité de son atmosphère.

### **Evolution dynamique.**

A la suite de leur formation, les planètes géantes interagissent avec leur environnement, c'est-à-dire avec le disque et les éventuelles autres planètes du système. Ces interactions peuvent s'exprimer sous la forme de migration, ou de résonances, et peuvent expliquer les changements orbitaux des planètes (excentricité, inclinaison, demi-grand axe). La migration de type I concerne les planètes telluriques qui interagissent avec le disque en le perturbant faiblement : ces planètes vont migrer préférentiellement vers l'intérieur du disque. La migration de type II concerne les planètes plus massives (au moins plusieurs dizaines de masses terrestres), qui ont ouvert un anneau au sein du disque, ce qui a terminé la migration de type I. L'accrétion du gaz peut toutefois continuer, conduisant à migrer la planète et son anneaux circumstellaire de plus faible densité vers les plus petites séparations. Dans le cas de la formation des planètes géantes, la migration de type II (Lin & Papaloizou 1986; Crida et al. 2007) joue un rôle majeur quant à l'évolution temporelle des séparations et excentricités/inclinaisons des planètes tout juste formées, et expliquerait la présence de planètes géantes à l'intérieur de la ligne des glaces ainsi que des Jupiters chauds.

Les interactions avec d'autres corps tels que d'autres planètes peuvent conduire à l'éjection de la planète la moins massive, ou à augmenter la séparation entre les deux corps.

### **1.4.3 Formation et évolution planétaires appliquées au cas des planètes géantes autour des étoiles de faible masse.**

Il est attendu que les paramètres des disques circumstellaires proto-planétaires soient liés à ceux de leur étoile (la masse du disque proto-planétaire, sa température, les échelles de temps de dissipation du gaz, sa composition, par exemple, différent en fonction des propriétés de l'étoile (par exemple, Andrews et al. 2013)). Les planètes en orbite autour des étoiles tardives ou précoces ont sans doute été formées dans des environnement différents, cela peut avoir influencé leur formation et leur évolution.

En ce qui concerne l'accrétion sur coeur, Laughlin et al. (2004) ont montré que la formation de planètes joviennes autour des naines M était peu probable, alors qu'à l'inverse elle permettait plus facilement de former des planètes plus petites que Neptune (figure 1.22), le temps nécessaire à l'accrétion de gaz pour la formation d'une Jupiter dans un disque moins massif étant plus élevé. Ida & Lin (2005) ont également conclu que les planètes semblables à Neptune situées à courtes séparations seraient fréquentes autour des naines M, alors que les planètes de la masse de Jupiter seraient rares. De même, Kennedy & Kenyon (2008) ont prédit que la fréquence des planètes joviennes formées par accrétion sur coeur devrait être plus grande pour les étoiles de type solaire (6%) que pour les naines M (1% pour une naine de  $0.4 M_{\odot}$ ), tandis que cette fréquence monterait à 10% pour les étoiles de  $1.5 M_{\odot}$  (cette étude repose sur un modèle semi-analytique d'un disque circumstellaire dans lequel des proto-planètes pourraient accréter des planétésimaux). Contrairement à ces précédentes études, Kornet et al. (2006) ont montré que le taux d'occurrence d'étoiles avec des planètes joviennes formées par accrétion sur coeur devait augmenter avec la diminution de la masse stellaire, grâce à la migration de type I qui peut permettre la formation de planétésimaux et de les placer à des petites séparations. Les vitesses de déplacement des grains

vers l'étoile étant plus élevées pour les étoiles de plus faibles masses, les séparations finales entre les planétésimaux et l'étoile sont alors plus faibles. Cela a pour conséquence d'augmenter localement la densité surfacique finale des planétésimaux de manière d'autant plus importante que l'étoile a une faible masse, ce qui est favorable à la formation des planètes géantes.

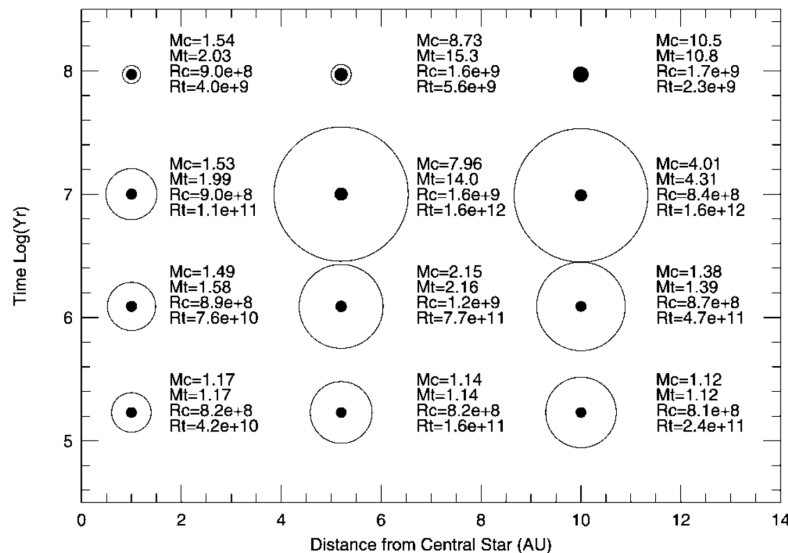


FIGURE 1.22 – Masses et rayons des ensembles {coeur-enveloppe} de planètes formées par accréation sur coeur autour d'une étoile de  $0.4 M_{\odot}$ , en fonction de la séparation.  $M_c$  fait référence à la masse du coeur de la planète, et  $M_t$  en est la masse totale, en masse terrestre. De la même manière,  $R_c$  est le rayon du coeur, et  $R_t$  le rayon total de la planète, en centimètres. Les orbites planétaires sont circulaires, et situées à 1, 5.2 et 10 UA. Les temps considérés sont  $t=0.17, 1.25, 10.1, 100$  Ma. A  $t=100$  Ma, les planètes ont pratiquement terminé leur contraction de Kelvin-Helmholtz, ce qui explique la contraction de l'enveloppe gazeuse sur le coeur rocheux des planètes entre  $t=10.1$  et  $t=100$  Ma. Figure tirée de Laughlin et al. (2004).

Le mécanisme d'instabilités gravitationnelles semble aussi pouvoir former des planètes joviennes autour des naines M, comme l'ont montré Boss (2006) et Boss (2011) car ils ont montré que des surdensités pouvaient se former dans les disques des étoiles de faibles masses sur des courtes échelles de temps, inférieures à la durée de vie du disque protoplanétaire. Les auteurs ont conclu que le nombre de surdensités augmentait avec la masse stellaire, ce qui est contraire à la conclusion de Kornet et al. (2006) concernant l'accréation sur coeur.

Enfin, il est clair par la découverte d'une planète autour de la naine brune 2M 1207 que le mécanisme de formation par effondrement du gaz environnant (comme les binaires stellaires) sont aussi efficaces pour former des exoplanètes autour des naines M, même si leur fréquence n'est pas encore déterminée.

## 1.5 Objectifs de ma thèse.

L'analyse de la population des planètes géantes gazeuses, en particulier autour des étoiles de faible masse, est un sujet de recherche riche qui nécessite d'être approfondi. Dans l'objectif d'accroître nos connaissances actuelles sur le sujet, j'ai articulé mon travail de thèse autour de trois projets, que je détaille dans les chapitres suivants.

En premier lieu, j'ai conduit une étude statistique sur un échantillon de 58 naines M et de 37 étoiles AF, afin d'apporter des contraintes sur d'éventuelles relations entre masse stellaire et formation des planètes géantes gazeuses situées à longues séparations. A l'exception de l'étude menée

par Bowler et al. (2015), qui est contemporaine à mon travail de thèse, aucune étude sur ce sujet n'avait été menée, faute d'échantillons d'étoiles statistiquement suffisamment grands.

La deuxième partie de ma thèse avait pour but de contraindre la population des planètes géantes gazeuses depuis les courtes jusqu'aux longues séparations, dans le but ultime de tester les modèles de synthèse de population planétaire. Pour cela, j'ai mis en place un outil statistique, MESS2, permettant la combinaison de données de vitesses radiales et d'imagerie directe obtenues à plusieurs époques. Un tel outil n'existait pas avant mon travail de thèse.

Enfin, mon dernier projet consiste en la recherche de compagnons proches et lointains autour d'un échantillon d'étoiles de faible masse proches et jeunes, suivies à la fois par HARPS et SPHERE, dont certaines ont également des données NaCo. Une analyse statistique de ces données est prévue avec MESS2, ce qui permettra d'avoir une idée préliminaire et plus robuste qu'auparavant de la fréquence des planètes géantes gazeuses, quelle que soit leur séparation.





# Chapitre 2

## Exoplanètes autour des naines M : étude de la corrélation entre masse stellaire et fréquence planétaire, par imagerie directe.

### Sommaire

---

<b>2.1</b>	<b>Etat de l’art de nos connaissances.</b>	<b>39</b>
2.1.1	Taux d’occurrence des planètes en fonction des masses stellaires.	39
2.1.2	La recherche de planètes autour des naines M.	44
<b>2.2</b>	<b>Mon apport : étude la corrélation entre la fréquence planétaire et la masse stellaire.</b>	<b>45</b>
2.2.1	Le relevé MASSIVE.	45
2.2.2	Le relevé des étoiles A-F.	47
2.2.3	Calcul des taux occurrences planétaires par analyse bayésienne.	47
2.2.4	Article.	55
<b>2.3</b>	<b>Bilan et perspectives.</b>	<b>78</b>

---

Dans ce chapitre, je commence par donner les résultats des études statistiques antérieures sur les exoplanètes, afin d’expliquer l’intérêt de rechercher une population de planètes géantes gazeuses en orbite autour des naines M par imagerie directe. Puis, je présente les résultats de l’analyse bayésienne que j’ai menée sur un relevé de 58 naines M observées avec NaCo. Je termine en montrant les perspectives à la suite de cette étude.

### 2.1 Etat de l’art de nos connaissances.

#### 2.1.1 Taux d’occurrence des planètes en fonction des masses stellaires.

L’un des enjeux des études sur les exoplanètes de ces dernières années ayant été de comprendre l’impact de la masse stellaire sur la formation et l’évolution des planètes, de nombreux relevés d’étoiles ont été conduit dans ce but. J’en résume dans cette Section les résultats, que ce soit pour les planètes telluriques ou pour les planètes géantes gazeuses en considérant différentes séparations. Par souci de clarté, je commence par préciser les définitions des différents types de planètes et leur dénomination dans le texte :

1. Les Terres et Super-Terres (aussi appelées planètes telluriques dans le texte) : il s’agit d’exoplanètes telluriques dont la masse varie entre environ une jusqu’à dix fois celle de la

Terre. Dans le texte, les planètes de rayon allant jusqu'à  $\approx$  deux fois celui de la Terre sont considérées comme des Super-Terres.

2. Les planètes géantes de glaces : ce sont des planètes principalement composées d'éléments plus lourds que le gaz (glaces) tels que l'eau, le méthane et l'ammoniac. Elles sont enveloppées d'une épaisse atmosphère d'hydrogène et d'hélium. Dans notre Système solaire, Uranus et Neptune sont des planètes géantes de glaces. Le texte s'y réfère dans la suite en tant que "planètes de masses intermédiaires", elles ont une masse située entre celle d'une Super-Terre très massive et celle d'une planète géante gazeuse la moins massive.
3. Les planètes géantes gazeuses, ou planètes joviennes : ces planètes sont majoritairement composées de gaz léger (hydrogène et hélium). Le Système solaire en compte deux, Saturne et Jupiter. Dans le texte qui suit, les planètes géantes gazeuses ont des masses allant typiquement de celle de Saturne jusqu'à 13-14 fois celle de Jupiter. Au-delà de cette limite haute, on parle de naines brunes, suivant la définition de ces deux familles d'objets (planète et naine brune) donnée en Chapitre 1.

Tout d'abord, les études de vitesses radiales et transits dédiées aux planètes telluriques de faible masse tendent à montrer que leur fréquence diminue quand la masse stellaire augmente. Pour les étoiles de type solaire (étoiles FGK), Howard et al. (2010) ont montré par l'analyse de données de vitesses radiales que 23% d'entre elles devaient avoir des planètes de masses comprises entre 0.5 et 2 fois celle de la Terre, pour des périodes inférieures à 50 jours. Petigura et al. (2013) ont estimé à  $5.7 \pm 1.7\%$  le taux d'étoiles de type solaire qui auraient une planète de la taille de la Terre pour des périodes de 200 à 400 jours. Dans la zone habitable des étoiles G (séparations de 0.80 à 1.80 UA), Traub (2012) a montré que le taux de planètes telluriques (de rayon compris entre 0.5 à 2.0  $R_{\oplus}$ ) était de 34%, par l'analyse des données Kepler. Pour des périodes de 50 à 300 jours, Burke et al. (2015) (par analyse de données Kepler) ont conclu que les étoiles de types GK devaient avoir  $0.77 \pm 0.12$  planètes de rayons compris entre 0.75 et 2.5 rayons terrestres. Les taux d'occurrence sont plus élevés pour les petites planètes orbitant autour des naines M, comme l'ont montré Bonfils et al. (2013) : l'analyse des données de vitesses radiales a révélé que les super-Terres ( $m \sin i = 1 - 10 M_{\oplus}$ ) seraient fréquentes autour des naines M, avec une fréquence de  $36^{+25}_{-10}\%$  et  $52^{+50}_{-16}\%$  respectivement pour les périodes 1-10 jours et 10-100 jours. Par leur étude de données Kepler, Kopparapu (2013) ont estimé que la fréquence des planètes de 0.5 et 2.0 rayons terrestres devant se trouver dans la zone habitable des naines M s'élève à  $0.61^{+0.07}_{-0.15}$  pour chaque naine M, en prenant les estimations les plus optimistes, ce qui est en accord avec l'estimation de  $0.41^{+0.54}_{-0.13}$  calculée par Bonfils et al. (2013) à partir de données HARPS. Dressing & Charbonneau (2015) trouvent des taux d'occurrence de planètes comparables à la Terre ou de super-Terres situées dans la zone habitable un peu plus faibles (respectivement  $24^{+18}_{-8}\%$  et  $21^{+11}_{-6}\%$ ), mais tout de même assez élevées.

Les planètes telluriques qui pourraient être situées à de plus longues séparations ne sont pas encore détectables, aucune information sur leur taux d'occurrence ne peut par conséquent être apportée.

Pour les planètes de masses intermédiaires, Howard et al. (2012) ont montré par l'analyse de données Kepler, que  $2.3 \pm 0.3\%$  des étoiles de type solaire avaient des planètes de rayons compris entre quatre à huit fois celui de la Terre, pour des périodes plus petites que 50 jours, et Howard et al. (2010) ont estimé à  $\approx 15^{+5}_{-4}\%$  le taux d'occurrence des planètes de masse comprise entre 3 et 30  $M_{\oplus}$  pour des périodes plus petites que 50 jours (autour des étoiles GK). Mayor et al. (2011) (en analysant des données HARPS) ont estimé que la moitié des étoiles de type solaire devraient être hôtes de planètes de masses entre 2 et 30  $M_{\oplus}$  pour des périodes plus petites que 100 jours. Dong & Zhu (2013), en analysant des données Kepler, ont trouvé que seules 7% des étoiles de type solaire devraient avoir des planètes analogues à Neptune, pour des périodes inférieures à 250 jours. Dans une autre étude, Ida & Lin (2005) ont montré que les planètes de la masse de Neptune devraient être fréquentes autour des naines M à courtes séparations, avec une occurrence

plus élevée qu'autour des étoiles de type solaire, alors que les étoiles plus massives auraient plus de planètes de type Jupiter que les naines M. Le fait que les planètes de masses intermédiaires soient plus fréquentes autour des naines M peut être dû à la migration de type II se produisant avant l'accrétion rapide de gaz. Ces planètes de masse comparable à celle de Neptune autour des naines M sont principalement composées de glaces car elles se forment au-delà de la ligne de glace, et pourraient être recouvertes d'un océan ou d'une atmosphère d'eau, selon Léger et al. (2004). Aux plus grandes séparations, les planètes de la masse de Neptune seraient assez fréquentes autour des naines M, comme conclu par Sumi et al. (2010) par analyse de données de microlentilles gravitationnelles.

Les planètes géantes gazeuses situées à courtes séparations devraient être assez fréquentes autour des étoiles de type solaire (14% pour des masses planétaires supérieures à  $50 M_{\oplus}$  et des périodes plus petites que 10 ans, Mayor et al. 2011). Johnson et al. (2007) ont montré que  $4.2 \pm 0.7\%$  des étoiles de type solaire et  $8.9 \pm 2.9\%$  des sous-géantes les plus massives auraient des planètes géantes gazeuses (pour des séparations inférieures à 2.5 AU), tandis que Howard et al. (2012) ont calculé que  $1.3 \pm 0.2\%$  des étoiles de type solaire avaient des planètes entre et huit à trente-deux fois le rayon terrestre pour des périodes plus petites que 50 jours. Borgniet et al. (2016, sub.) ont montré que  $4_{-0.9}^{+5.9}\%$  des étoiles AF avaient une planète jovienne (1 à  $13 M_{Jup}$ ) pour des séparations allant de 1 à 1000 jours, et que  $1.4_{-0.3}^{+3.5}\%$  des étoiles BA avaient une planète dans la même fourchette de masses et périodes. Pour les planètes joviennes ( $m \sin i = 100 - 1000 M_{\oplus}$ ) situées à courtes séparations autour des naines M, Bonfils et al. (2013) ont montré par l'analyse de leurs données HARPS qu'elles seraient rares, avec une fréquence inférieure à 1% pour les très petites périodes (1-10 jours) et  $2_{-1}^{+3}\%$  pour des périodes de 10 à 100 jours. Ida & Lin (2005) concluent également que les planètes de la masse de Jupiter seraient rares autour des naines M. Johnson et al. (2010) ont trouvé un taux d'occurrence faible ( $3.4_{-0.9}^{+2.2}\%$ ), bien que plus élevé que Bonfils et al. (2013), pour les planètes plus massives que Saturne orbitant autour des naines M à des séparations inférieures à 2.5 AU. De même, Johnson et al. (2007) ont montré que  $1.8 \pm 1\%$  des naines M et K auraient des planètes géantes gazeuses (pour des séparations inférieures à 2.5 AU), de sorte que Johnson et al. (2007) ont conclu que les sous-géantes de type A et F ont 5 fois plus de chance d'avoir une planète géante à courtes séparations ( $< 2.5$  AU) que les naines M.

Pour les géantes situées à longues séparations, les relevés d'imagerie directe conduits sur des étoiles de différents types spectraux ont révélé que les taux d'occurrence des planètes géantes seraient inférieurs à 20% (ces relevés ne sont pas dédiés à un type spectral en particulier, mais se consacrent à des échantillons d'étoiles A-F, ou B-M par exemple Kasper et al. 2007; Lafrenière et al. 2007; Chauvin et al. 2010; Nielsen & Close 2010; Janson et al. 2011, 2012; Vigan et al. 2012). Bowler et al. (2015) ont estimé que les planètes géantes situées à plus longues séparations seraient peu fréquentes autour des étoiles de faible masse, avec une fréquence inférieure à 6.0% pour les naines M ayant au moins une planète géante de masse comprise entre 5 et  $13 M_{Jup}$  pour des séparations de 10 à 100 AU. Ils ont également trouvé que les fréquences des planètes géantes ( $1-13 M_{Jup}$ ) entre 10 et 100 AU étaient inférieures à 10.3% et 16.0% en considérant respectivement les modèles de départs chaud et froid, concluant que leurs données ne pouvaient pas apporter de preuve statistique que la fréquence de planètes géantes diminuait avec l'augmentation de la masse stellaire.

Les résultats quantitatifs des études sur les taux d'occurrence planétaire sont résumés dans le tableau 2.1. Les observations des planètes en orbite autour d'étoiles de différentes masses ont mis en évidence deux tendances : les petites planètes telluriques seraient nombreuses et les planètes géantes au contraire plutôt rares autour des naines M, et ce serait l'inverse pour les étoiles plus

massives. Par contre, les planètes comparables à Neptune seraient fréquentes autour des naines M, ceci étant la conséquence de l'accrétion du gaz du disque sur le coeur rocheux qui se produit sur des échelles de temps de l'ordre de plusieurs millions d'années : le fait qu'il y ait moins de gaz dans le disque circumstellaire des naines M conduirait à l'arrêt de la croissance des planètes géantes à la masse de Neptune, d'où l'apparente rareté des planètes joviennes autour des étoiles de faible masse (Laughlin et al. 2004). Cependant, les instabilités gravitationnelles semblent pouvoir former des planètes géantes gazeuses, même autour des naines M.

Peu de relevés d'imagerie directe de planètes situées à plus longues séparations autour de naines M spécifiquement ont été menés jusqu'à récemment (Delorme et al. 2012; Bowler et al. 2015), qui permettraient l'étude de l'occurrence des planètes géantes à larges séparations en fonction de la masse stellaire.

TABLE 2.1 – Résumé des différents taux d'occurrence planétaires, quand des études chiffrées ont été menées.

Techniques	Occurrences	Masses	Rayons	Séparations (UA)	Périodes(jours)	Etoiles	Ref.
<b>Planètes telluriques à courtes séparations</b>							
Transit (Kepler)	$5.7 \pm 1.7\%$	Terres	–	–	200-400	GK	Petigura et al. (2013)
Vitesses radiales (HIRES)	$23_{-10}^{+16}\%$	$m \sin i = 0.5 - 2 M_{\oplus}$	–	–	<50	GKM	Howard et al. (2010)
Transit (Kepler)	34%	–	0.5-2.0 $R_{\oplus}$	0.80-1.80	–	G	Traub (2012)
Transit (Kepler)	$77 \pm 12\%$	–	0.75-2.5 $R_{\oplus}$	–	50-300	GK	Burke et al. (2015)
Vitesses radiales (HARPS)	$36_{-10}^{+25}\%$	$m \sin i = 1 - 10 M_{\oplus}$	–	–	1-10	M	Bonfils et al. (2013)
Vitesses radiales (HARPS)	$52_{-18}^{+36}\%$	$m \sin i = 1 - 10 M_{\oplus}$	–	–	10-100	M	Bonfils et al. (2013)
Transit (Kepler)	$24_{-8}^{+18}\%$	Terres	–	ZH	–	M	Dressing & Charbonneau (2015)
Transit (Kepler)	$61_{-15}^{+7}\%$	–	0.5-2 $R_{\oplus}$	ZH	–	M	Kopparapu (2013)
Vitesses radiales (HARPS)	$41_{-13}^{+54} \pm 0.2\%$	$m \sin i = 1 - 10 M_{\oplus}$	–	ZH	–	M	Bonfils et al. (2013)
Transit (Kepler)	$21_{-6}^{+11}\%$	Super-Terres	–	ZH	–	M	Dressing & Charbonneau (2015)
<b>Planètes de masse intermédiaire à courtes séparations</b>							
Vitesses radiales (HIRES)	$15_{-9}^{+5}\%$	$m \sin i = 3 - 30 M_{\oplus}$	–	–	<50	GKM	Howard et al. (2010)
Transit (Kepler)	$2.3 \pm 0.3\%$	–	4-8 $R_{\oplus}$	–	<50	GK	Howard et al. (2012)
Vitesses radiales (HARPS)	50%	2-30 $M_{\oplus}$	–	–	<100	FGK	Mayor et al. (2011)
Transit (Kepler)	7%	Neptune	–	–	<250	FK	Dong & Zhu (2013)
<b>Planètes joviennes à courtes séparations</b>							
Vitesses radiales (HARPS)	$8.9 \pm 2.9\%$	planètes joviennes	–	<2.5	–	sous-géantes (1.3-1.9 $M_{\odot}$ )	Johnson et al. (2007)
Vitesses radiales (HARPS)	$1.4_{-0.3}^{+3.5}\%$	$m \sin i = 1 - 13 M_{Jup}$	–	–	1-1000	BA	Borgniet et al., sub.
Vitesses radiales (HARPS)	$4.0_{-0.9}^{+5.9}\%$	$m \sin i = 1 - 13 M_{Jup}$	–	–	1-1000	AF	Borgniet et al., sub.
Vitesses radiales (HARPS)	14%	>50 $M_{\oplus}$	–	–	<3650	FGK	Mayor et al. (2011)
Vitesses radiales (HARPS)	$4.2 \pm 0.7\%$	planètes joviennes	–	<2.5	–	solaires (0.7-1.3 $M_{\odot}$ )	Johnson et al. (2007)
Transit (Kepler)	$1.3 \pm 0.2\%$	–	8-32 $R_{\oplus}$	–	<50	GK	Howard et al. (2012)
Vitesses radiales (HARPS)	$1.8 \pm 1\%$	planètes joviennes	–	<2.5	–	MK	Johnson et al. (2007)
Vitesses radiales (HARPS)	<1%	$m \sin i = 100 - 1000 M_{\oplus}$	–	–	1-10	M	Bonfils et al. (2013)
Vitesses radiales (HARPS)	$2_{-1}^{+3}\%$	$m \sin i = 100 - 1000 M_{\oplus}$	–	–	10-100	M	Bonfils et al. (2013)
Vitesses radiales (HARPS)	$3.4_{-0.9}^{+2.2}\%$	> Saturne	–	<2.5	–	M	Johnson et al. (2010)
<b>Planètes joviennes à longues séparations (autour d'étoiles jeunes, pour la plupart)</b>							
Imagerie directe	<32%	<100 $M_{Jup}$	–	<300	–	BA	Janson et al. (2011)
Imagerie directe	<10%	0.3-15 $M_{Jup}$	–	>40	–	BAFGKM	Chauvin et al. (2010)
Imagerie directe	<9.3%	0.5-13 $M_{Jup}$	–	50-250	–	FGKM	Lafrenière et al. (2007)
Imagerie directe	5.9-18.8	3-14 $M_{Jup}$	–	5-320	–	AF	Vigan et al. (2012)
Imagerie directe	<20%	>4 $M_{Jup}$	–	25-856	–	FGKM	Nielsen & Close (2010)
Imagerie directe	<10%	<100 $M_{Jup}$	–	5-500	–	FGKM	Janson et al. (2012)
Imagerie directe	<5%	>2-3 $M_{Jup}$	–	>30	–	GKM	Kasper et al. (2007)
Imagerie directe	<6%	5-13 $M_{Jup}$	–	10-100	–	M	Bowler et al. (2015)
Imagerie directe	<10.3%	1-13 $M_{Jup}$	–	10-100	–	M	Bowler et al. (2015)

## 2.1.2 La recherche de planètes autour des naines M.

Les naines M : définition.

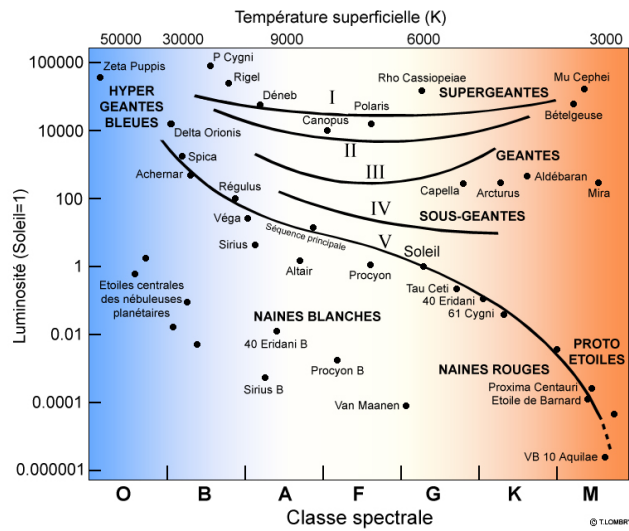


FIGURE 2.1 – Diagramme de Hertzsprung-Russel. Les naines se situent en bas à droite, ce sont les étoiles les plus froides et les moins lumineuses de la séquence principale.

Je présente ici les propriétés des naines M, qui sont des étoiles connues depuis un siècle, Proxima du Centaure et l'étoile de Barnard étant les deux premières naines M à avoir été détectées, au milieu des années 1910.

Tout d'abord, les naines M sont les étoiles les plus nombreuses de notre Galaxie ( $\approx 70\%$ ). Elles représentent plus de 40% de la masse stellaire totale (Henry 1998). Aucune naine M n'est visible à l'oeil nu.

La gamme des masses des naines M s'étend de  $0.075$  à  $0.60 M_{\odot}$ , pour des rayons allant de  $0.08$  à  $0.62 R_{\odot}$ . Ce sont les étoiles les moins massives et les moins lumineuses de la séquence principale du diagramme de Hertzsprung-Russel (voir figure 2.1). Leur atmosphère est plus froide ( $< 4000$  K) que celles des étoiles plus massives (la température effective du Soleil est d'environ  $5700$  K), tout comme leur noyau (4 à 5 millions de Kelvins, celle du noyau solaire est d'environ 15 millions de Kelvins).

Les naines M ont des vitesses de rotation plus faibles que les étoiles de types spectraux plus précoces, pour un âge donné : par exemple, la vitesse de rotation ( $v \times \sin i$ ) d'AU Mic, une naine M, est de  $9.3 \text{ km s}^{-1}$  (Torres et al. 2006), et celle de  $\beta$  Pictoris, une étoile de type A, est d'environ  $130 \text{ km s}^{-1}$  (Royer et al. 2007), ces deux étoiles appartiennent à la même association jeune  $\beta$  Pictoris Moving Group dont l'âge des étoiles est estimé entre 20 et 26 Ma (Binks & Jeffries 2014). Le Chapitre 3 de ce manuscrit reviendra plus en détails sur ce point et son incidence sur les mesures de données de vitesses radiales des étoiles jeunes et tardives. Les vitesses de rotation évoluent également avec l'âge des naines M, elles sont plus grandes pour des étoiles jeunes, et les étoiles jeunes sont plus actives.

### Intérêt de rechercher des exoplanètes autour des naines M.

L'un des principaux intérêts scientifiques à observer les naines M est la plus grande facilité et probabilité à détecter des planètes dans la zone habitable. En effet, les zones habitables des naines M se situent à plus courtes séparations, permettant la découverte par les méthodes de vitesses radiales et de transits, de planètes de faibles masses pouvant réunir les conditions nécessaires à l'émergence de la vie telle qu'on la connaît sur Terre. De plus, les naines M étant les étoiles les

plus abondantes de notre Galaxie, elles sont potentiellement les hôtes de nombreuses planètes situées dans la zone habitable. Le projet ExTrA pourrait par exemple permettre la détection d’une cinquantaine de nouvelles planètes en transit devant leur naine M, dont plus de cinq dans la zone habitable (Bonfils et al. 2015). Etudier les planètes de faible masse autour des naines M permettra d’en caractériser l’atmosphère dans le but de découvrir des biomarqueurs caractéristiques de la vie, comme expliqué par Charbonneau & Deming (2007). De plus, la zone habitable est plus proche de l’étoile ce qui rend l’occurrence d’un transit plus probable.

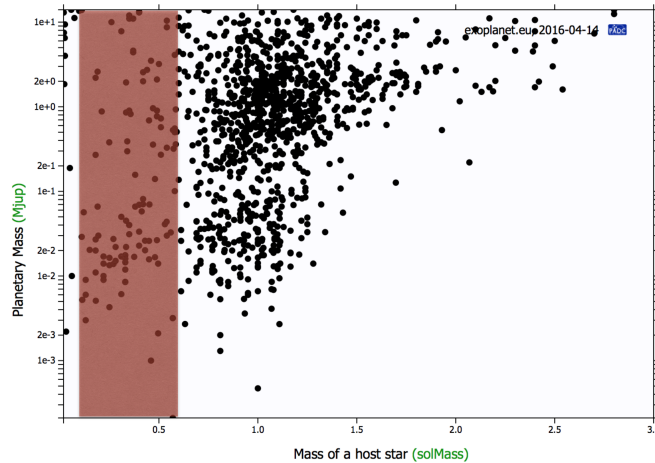


FIGURE 2.2 – Ensemble des exoplanètes détectées en date du 14 avril 2016, répertoriées sur le site exoplanet.eu. Le rectangle rouge représente la gamme de masses stellaires correspondant aux naines M.

La recherche d’exoplanètes en orbite autour des naines M est aussi facilitée par la nature même de ces étoiles : leur faible masse permet de rendre détectables des planètes assez petites et/ou présentant une gamme de masses très variées. Pour les vitesses radiales, plus le rapport des masses planétaire sur stellaire est grand, plus il est facile de détecter la planète. De même pour les transits, plus le rapport des rayons stellaire et planétaire est petit, plus il devient facile de détecter une planète, et ce même si la planète est petite. Enfin pour l’imagerie directe, pour un même rapport de masses, les objets imagés en orbite autour d’étoiles plus massives pourraient appartenir au domaine stellaire alors qu’ils seraient des naines brunes, voire des planètes géantes, dans le cas des naines M. En outre, on peut s’attendre à ce que les mécanismes de formation et d’évolution des planètes dépendent de leur rapport de masses avec leur étoile, imager des naines M pourraient donc permettre d’explorer des modèles de formation et évolution planétaires plus diverses.

## 2.2 Mon apport : étude la corrélation entre la fréquence planétaire et la masse stellaire.

### 2.2.1 Le relevé MASSIVE.

#### Présentation.

L’acquisition des données des 58 naines M de MASSIVE (M-dwArf Statistical Survey for direct Imaging of massIVe Exoplanets) avec NaCo a eu lieu avant le début de mon doctorat, s’étendant de décembre 2009 à août 2013. Le temps d’observation au télescope qui a été nécessaire à l’acquisition de l’ensemble des données est d’environ 46 heures. Les données ont été obtenues en bande L’ ( $3.8\mu\text{m}$ ) et en mode CUBE, permettant de dériver un contraste le plus élevé entre l’étoile et son



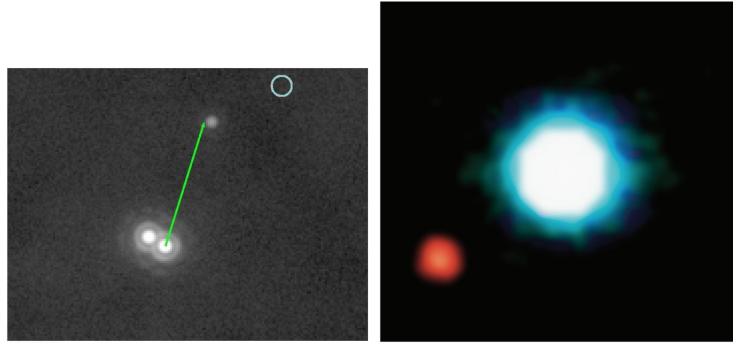


FIGURE 2.3 – 2MASS0103(AB) b (gauche) et 2M1207 b (droite).  
Images issues de Delorme et al. (2013) et de Chauvin et al. (2004).

éventuelle planète. Toutes les étoiles sont situées à des distances inférieures à 65 pc, et plus jeunes que 120 Ma. La première partie du relevé, constituée de 16 cibles observées en période P84, a fait l'objet d'un article (Delorme et al. 2012) : les auteurs y ont présenté la réduction des données, et les limites et probabilités de détection des planètes géantes autour des étoiles de ce sous-échantillon. Trop peu d'étoiles étaient alors imagées pour qu'une étude statistique plus poussée soit réalisée, ce que j'ai fait par la suite en réduisant et analysant la totalité des données des 58 naines M imagées par NaCo pour le relevé MASSIVE.

Deux exoplanètes déjà connues (voir figure 2.3) sont en orbite autour de naines M du relevé MASSIVE. Il s'agit de 2MASS0103(AB) b (Delorme et al. 2013) et 2M1207 b (Chauvin et al. 2004). 2MASS0103(AB) b orbite à  $1.7''$  des deux étoiles centrales de type spectral M5.5-M6 séparées par  $\approx 0.25''$ . Le rapport des masses entre la planète et la binaire centrale est estimée à 3.6%. 2M1207 b a une masse de  $5 M_{Jup}$ , et est située à  $\approx 0.77''$  de sa naine brune de type spectral M8. Le rapport des masses est bien plus élevé pour ce système, étant d'environ 20%. Bien que ces deux objets soient considérés comme des planètes de part leur masse, leurs mécanismes de formation sont incertains et semblent différer. En effet, pour 2MASS0103(AB) b, Delorme et al. (2013) expliquent qu'il est assez peu probable qu'une telle planète se soit formée par accrétion sur coeur au vu de sa trop grandes séparations à la binaire et de sa masse trop importante, que la formation par instabilités gravitationnelles semble avoir été possible même si des études (Dodson-Robinson et al. 2009) tendent à montrer qu'un objet aussi peu massif ne puisse pas résulter de ce mécanisme de formation, et enfin que la formation par fragmentation du nuage moléculaire en deux étoiles et une planète est possible mais peu commune. Concernant 2M1207 b, il est très probable que cette planète ait été formée comme une binaire du fait de son fort rapport de masses avec son étoile.

### Réduction des données.

Pour la réduction des données, j'ai appliqué la technique du sADI pour les séparations les plus faibles pour lesquelles les tavelures dominant (typiquement  $0.5''$ ), et une soustraction médiane pour les régions les plus externes où le bruit de fond domine (cf. Chapitre 1). J'ai calculé la séparation à laquelle appliquer la soustraction médiane pour chaque étoile, de façon à optimiser la recherche de compagnons. Bien sûr, je n'ai pas appliqué la technique sADI sur les étoiles dont la rotation parallactique au cours du temps était trop faible. J'ai finalement obtenu des limites de détection pour chacune des cibles de MASSIVE, en utilisant le modèle d'évolution BT-Settl (comme détaillé par Delorme et al. 2012).

### 2.2.2 Le relevé des étoiles A-F.

#### Présentation.

Pour comparer les taux d'occurrence des planètes géantes autour des naines M et des étoiles plus massives, j'ai utilisé les résultats d'un relevé NaCo de 37 étoiles A-F du relevé de Rameau et al. (2013b), toutes observées en L', situées au maximum à 65 pc et âgées de moins de 120 Ma. Ces 37 étoiles ont également été sélectionnées pour leur excès infrarouge dans leur distribution spectrale d'énergie, qui est le signe de la présence de poussières, elles-mêmes pouvant indiquer que des planétésimaux ou de planètes géantes sont peut-être présents.

Trois étoiles autour desquelles un voire plusieurs objets substellaires étaient déjà connus sont recensées parmi les 37 étoiles du relevé :  $\beta$  Pictoris b, les planètes autour de HR8799, et HIP95261b. Rameau et al. (2013b) ont calculé que la valeur du taux d'occurrence des planètes géantes de masse comprise entre 1 et 13  $M_{Jup}$  de 1 à 1000 AU, se situait entre 10.8 et 24.8% (pour un niveau de confiance de 68%, en supposant une distribution uniforme des planètes sur ces intervalles de masses et demi-grands axes).

#### Réduction des données.

Rameau et al. (2013b) ont utilisé le traitement LOCI pour les courtes séparations pour leurs données NaCo des étoiles A-F (cf. Chapitre 1). Les auteurs ont montré dans leur article que les performances atteintes par le sADI ou le LOCI était très proches (cf. figure 5 de leur article). J'ai calculé les limites de détection pour chacune des cibles de ce relevé, en utilisant le modèle d'évolution BT-Settl (comme détaillé par Delorme et al. 2012)

Nos approches pour la réduction des données MASSIVE et des étoiles A-F sont similaires et cohérentes, car nous avons utilisé les mêmes outils de réductions et d'analyse de données développés à l'IPAG.

### 2.2.3 Calcul des taux occurrences planétaires par analyse bayésienne.

Pour le relevé MASSIVE, j'ai restreint l'échantillon initial de 58 naines M à un sous-échantillon de 54 étoiles. Les quatre cibles que je n'ai pas sélectionnées ont soit un âge trop incertain, soit il s'agit de binaires serrées dont la masse totale dépasse celle d'un système de faible masse. Les données des 37 étoiles du relevé d'étoiles A-F ont été utilisées dans mon analyse.

#### Calcul des probabilités de détection des planètes.

J'ai calculé les probabilités de détection des planètes géantes en fonction de leurs masse et séparation à l'étoile, en utilisant le code MESS développé par Bonavita et al. (2012). Cet outil statistique repose sur une génération Monte-Carlo de planètes synthétiques décrites par leur demi-grand axe, leur masse, leur excentricité, leur inclinaison et leur longitude du noeud ascendant.  $N_{gen}$  planètes synthétiques sont générées pour chaque couple {masse planétaire-demi-grand axe} d'une grille de masses et demi-grands axes calculée à partir d'une distribution uniforme, et leurs propriétés orbitales sont générées aléatoirement à partir de distributions uniformes. Ces  $N_{gen}$  planètes sont ensuite comparées aux limites de détection afin de déduire le pourcentage de planètes synthétiques détectables dans nos données. J'obtiens donc finalement une carte de probabilité de détection de planètes autour de chaque étoile.

#### Les probabilités bayésiennes.

En utilisant le formalisme statistique détaillé en appendice A de l'article présenté ci-après, j'ai calculé les fréquences planétaires pour chacun des deux relevés, en utilisant les probabilités baye-

siennes :

$$P(f|\{d_j\}) = \frac{L(\{d_j\}|f)P(f)}{\int_0^1 L(\{d_j\}|f)P(f)df} \quad (2.1)$$

$P(f|\{d_j\})$  est la distribution de probabilités *a posteriori* que l'on cherche à calculer (aussi appelé "postérieur" dans ce manuscrit, il s'agit de la distribution de probabilités des fréquences planétaires sachant qu'une détection de planète a été rapportée pour certaines étoiles),  $L(\{d_j\}|f)$  est la distribution de la vraisemblance (c'est-à-dire la distribution de probabilités qu'on observe des détections sachant la fréquence des planètes géantes), et  $P(f)$  est la distribution de la probabilité *a priori* (aussi appelé "prior" dans ce manuscrit, elle représente la connaissance *a priori* que l'on a du problème).

Dans notre étude, les probabilités de détection peuvent être très faibles en particulier si on considère des rapports de masses entre la planète et l'étoile très faible. Cela a pour conséquence de baisser artificiellement le nombre effectif d'étoiles considérées dans chaque relevé (dans l'article, on parle de nombre effectif d'étoiles, ce nombre étant calculé en multipliant le nombre réel d'étoiles par la probabilité de détection moyenne). Dans le cas où les probabilités de détection sont faibles, la forme de la distribution postérieure  $P(f|d_j)$  dépend plus fortement de celle du prior que de celle de la vraisemblance  $L(d_j|f)$ . De plus, il est important de calculer le postérieur en tenant compte de manière cohérente des informations fournies par les observations (seules 2 détections pour 58 étoiles de MASSIVE, et seulement 3 étoiles avec au moins un objet substellaire pour un total de 37 étoiles A-F), informations qui peuvent être incorporées dans la forme du prior.

**Le choix du prior.** Un prior "parfait" serait un prior dont les informations incorporées sont conformes aux observations préalables, en plus d'avoir été calculées de manière indépendante des observations considérées. Pour notre étude, il s'agit d'un prior qui serait basé sur les résultats des études antérieures, et dont la conclusion est qu'il y aurait peu de planètes géantes à longue séparation autour des étoiles, quelque soit leur type spectral. De plus, ce prior parfait aurait été calculé à partir d'un échantillon d'étoiles toutes différentes de celles que l'on a étudiées pour MASSIVE ou le relevé d'étoiles A-F, mais qui sont définies suivant les mêmes critères de distances, d'appartenance à des groupes d'étoiles, de luminosité. Il s'agit donc de définir le prior qui va le plus s'approcher de ce prior parfait.

Tout d'abord, j'ai utilisé le prior plat (le prior est fixé tel que  $P(f) = 1$ ). Choisir le prior plat n'est cependant pas le choix le plus pertinent pour notre étude puisque qu'utiliser ce prior revient à faire l'hypothèse forte que toutes les fréquences des objets stellaires sont équiprobables, sans tenir compte des informations fournies par les observations, qui tendent à indiquer que des fréquences faibles d'objets stellaires sont nettement plus probables que des fréquences élevées. Bien que ce prior plat soit éloigné du prior "parfait", j'ai tout-de-même utilisé le prior plat dans le but de comparer les résultats obtenus en utilisant le même prior que les précédentes études.

J'ai ensuite considéré un prior conjugué (les familles de prior conjugué ont été discutées et formalisées par Raiffa & Schlaifer 1961), issu de la vraisemblance. Le prior conjugué offre une très bonne alternative à ce prior plat, puisqu'il permet de faire une hypothèse basée sur les observations, sur la distribution des fréquences des objets stellaires, et c'est celui qui paraît le plus adapté, bien que non parfait, pour déterminer de façon plus rigoureuse les distributions de probabilité de fréquences résultant de nos observations. En effet, sa forme mathématique est identique à celle de la vraisemblance, ce qui est légitimé par le fait que nos conclusions sur nos observations sont cohérentes avec celles des autres relevés d'imagerie. Néanmoins, le défaut du prior conjugué est qu'il n'a pas été calculé de manière indépendante de nos observations, ce qui apporte un biais au calcul des barres d'erreurs des distributions de probabilités *a posteriori*. J'ai donc évalué ce biais en utilisant le prior de Jeffreys (cf. figure 2.4), qui présente l'avantage de rendre plus probable les fréquences planétaires attendues (les très faibles), mais qui est non-informatif. La figure 2.5 (qui peut être mise en parallèle avec la figure D.2.(d) de l'article pour les hypothèses en masses

planétaires et demi-grands axes qui ont été utilisées) montre les postérieurs obtenus grâce à ce prior de Jeffreys et au prior conjugué : la distribution calculée en utilisant le prior conjugué est plus piquée que celle qui a été calculée à partir du prior de Jeffreys. Ceci est en partie dû au fait que notre prior conjugué n'est pas indépendant de nos observations, et en partie dû au fait que ce prior injecte une information supplémentaire pertinente dans le formalisme. Une autre façon d'évaluer le biais dans le calcul des barres d'erreurs des distributions de probabilités *a posteriori* calculées à partir du prior conjugué issu de la vraisemblance est de construire un prior conjugué hypothétique de manière empirique, en se basant sur la vraisemblance et les observations, qui n'est pas non plus parfait. Le posterior calculé avec ce prior est représenté en figure 2.6 : le posterior calculé à partir du prior conjugué issu de la vraisemblance est également plus piqué, dû au fait que ce prior n'est pas indépendant de nos observations.

J'ai utilisé le prior conjugué issu de la vraisemblance pour le reste de mon étude. Le lecteur est invité à se référer à l'Annexe A de l'article (Section 2.2.4) pour y trouver les expressions mathématiques des priors plat et conjugué, postérieur et vraisemblance.

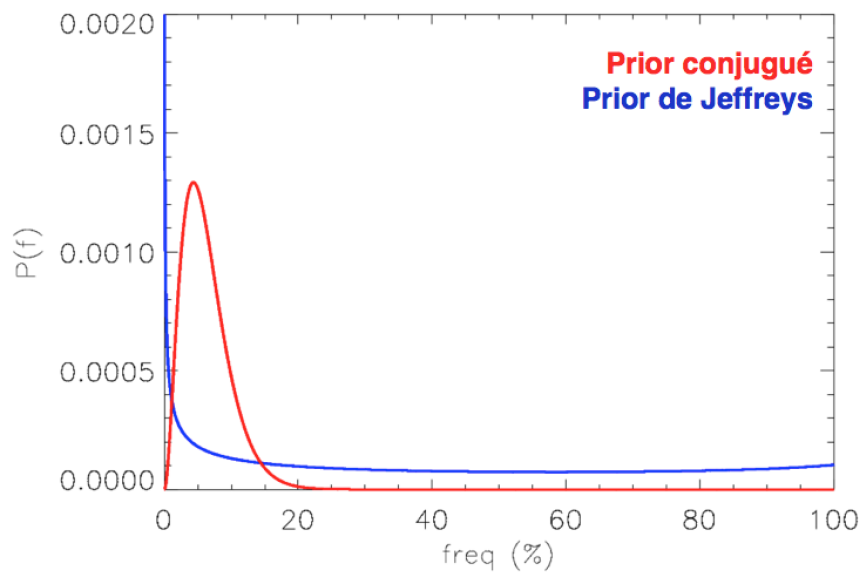


FIGURE 2.4 – Comparaison de la forme du prior conjugué et du prior de Jeffreys.

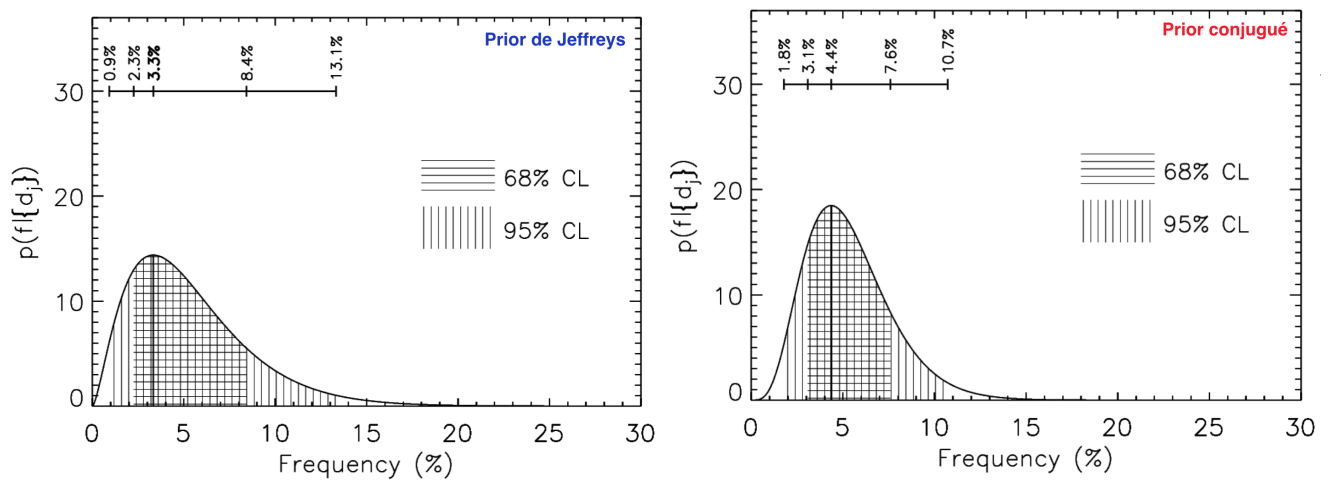


FIGURE 2.5 – Fréquences des objets substellaires autour des cibles de MASSIVE, en utilisant le prior de Jeffreys et le prior conjugué.

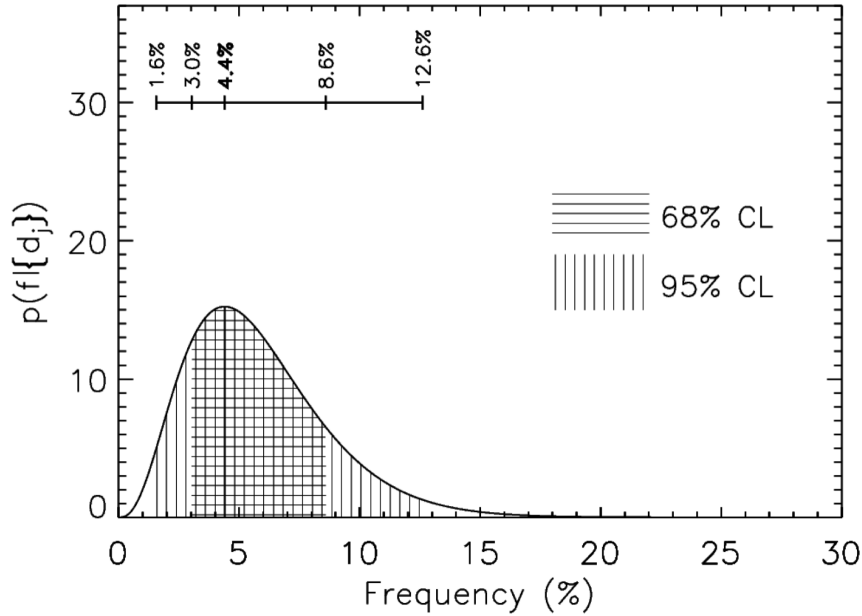


FIGURE 2.6 – Posterior calculé à partir d'un prior empirique.

### Le rapport de masses $Q$ .

Comparer deux relevés d'étoiles de masses différentes n'est pas chose aisée, car bien que des planètes de masses similaires puissent être en orbite autour d'elles, les mécanismes de formation et évolution planétaires en jeu peuvent différer. On peut donc tenter d'associer les mécanismes de formation planétaire aux rapports des masses  $Q$  entre les planètes et les étoiles. En effet, on peut s'attendre à des rapports de masses  $Q$  faibles pour la formation par accréation sur coeur, tandis que des rapports  $Q$  intermédiaires pourraient être associés à la formation par instabilités gravitationnelles, et les rapports  $Q$  élevés correspondraient à des formations comme des binaires. Il est assez difficile de définir des limites nettes entre chaque scénario de formation, car les domaines de rapports de masses peuvent très bien être partiellement communs. Cependant, faire le choix de comparer les taux d'occurrence en fonction des rapports de masses est pertinent, car cela permet de fixer un paramètre tout en testant la corrélation entre la fréquence des planètes et la masse stellaire, en plus de suivre la tendance décrite par les modèles de formation planétaire.

### Hypothèse de travail.

J'ai considéré trois cas dans mon étude, en essayant de rapprocher certains d'entre eux à un mécanisme de formation planétaire donné :

1. Cas 1 : tous les rapports de masses sont considérés. Pour ce cas, j'évalue la différence entre les taux d'occurrence des planètes géantes, quelque soit la façon dont elles se sont formées. Je considère la gamme de masses planétaires et de séparations  $[2-80] M_{Jup}$  et  $[8-400]$  AU, pour laquelle le relevé MASSIVE est le plus sensible.
2. Cas 2 : les rapports de masses  $0.01 < Q < 0.05$  sont considérés. Les planètes se sont plus facilement formées par instabilités gravitationnelles. En plus de la contrainte sur les rapports de masses, je considère les masses supérieures à  $2 M_{Jup}$ , et les séparations  $[8-400]$  AU.
3. Cas 3 : les rapports de masses  $Q < 0.01$  sont considérés. Il est plus probable que les planètes se soient formées par accréation sur coeur. Je considère les masses supérieures à  $1 M_{Jup}$ , et les séparations  $[8-400]$  AU.

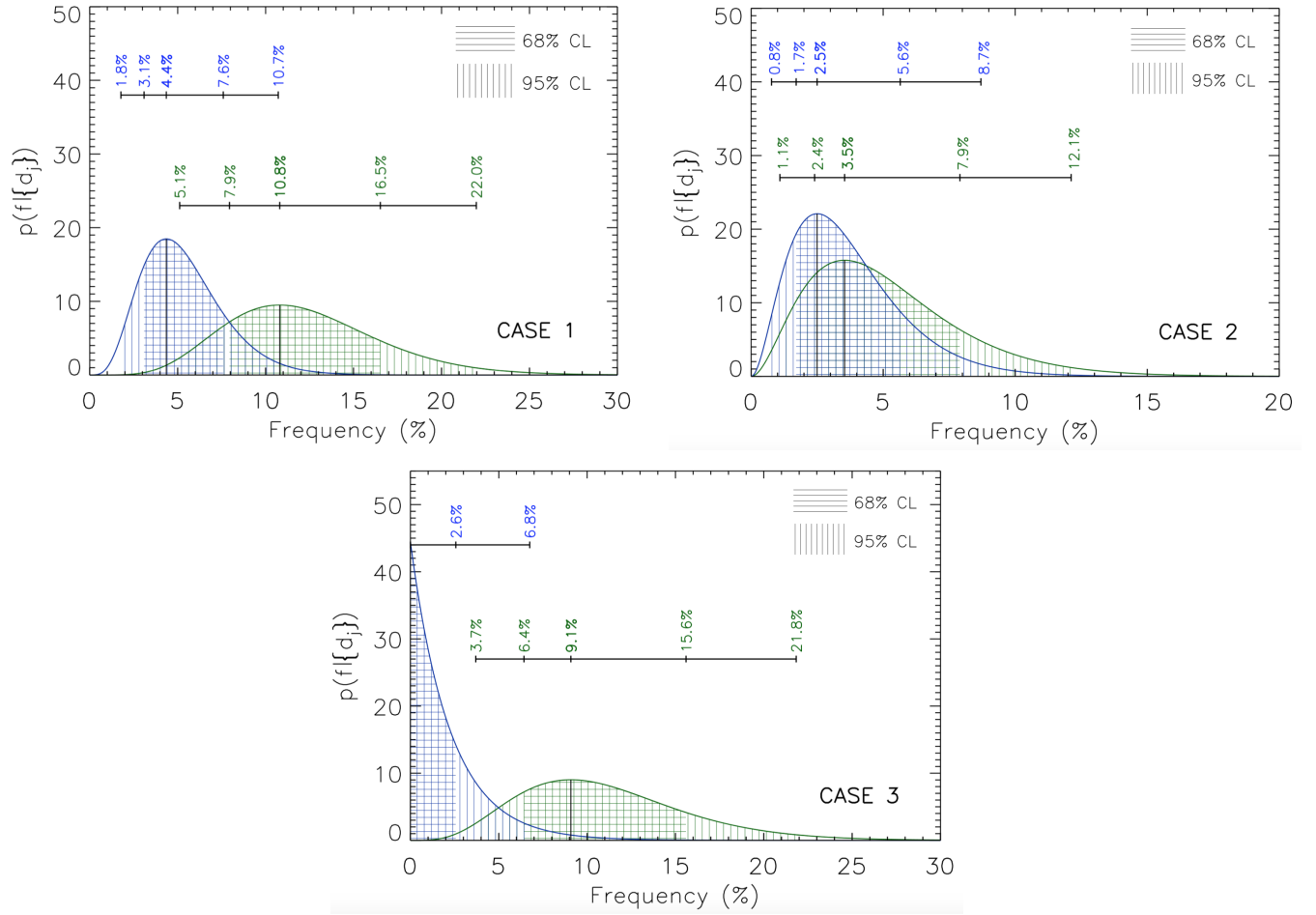


FIGURE 2.7 – Distributions des fréquences des objets substellaires autour des nains M du relevé MASSIVE (bleu) et des étoiles A-F du relevé présenté par Rameau et al. (en vert, 2013b), pour chacun des trois cas. Le prior utilisé est le prior conjugué.

J'ai associé à chacun de ces cas des détections d'objets substellaires (cf. Tab. 2.2). J'ai ensuite calculé les taux d'occurrences des planètes géantes respectifs à chacun de ces cas (figure 2.7). J'obtiens pour le relevé MASSIVE des taux d'occurrence de  $4.4^{+3.2}_{-1.3}\%$ ,  $2.5^{+3.1}_{-0.8}\%$ , et  $0.0^{+2.6}\%$ , pour respectivement les cas 1, 2 et 3. Pour le relevé d'étoiles A-F, j'obtiens les fréquences  $10.8^{+4.4}_{-2.9}\%$ ,  $3.5^{+4.4}_{-1.1}\%$ , et  $9.1^{+6.5}_{-2.7}\%$ , pour respectivement les cas 1, 2 et 3.

### Evaluation de la corrélation entre taux d'occurrence planétaire et masse stellaire.

Les observations tendent donc à montrer que les deux distributions (représentées en bleu et en vert sur les figures 2.7) sont assez différentes pour les cas 1 et 3, ce qui serait la conséquence de la présence de deux populations distinctes d'objets substellaires (une autour des nains M, une autre autour des étoiles A-F). Afin de tester quantitativement ces conclusions préliminaires, j'ai représenté en figure 2.8 la fonction de densité de probabilité pour la variable aléatoire  $Z = X - Y$ .  $X$  est la variable aléatoire représentant la fréquence de planètes pour les étoiles de faible masse, et  $Y$  la fréquence pour les étoiles plus massives. Cette figure permet de visualiser les différences et similitudes qu'il y a entre les deux distributions pour les trois cas. Plus la fonction de densité de probabilité pique vers les valeurs positives, plus il est probable qu'il y ait moins de planètes géantes autour des étoiles de faible de masse qu'around des étoiles massives, et réciproquement. Pour le cas 1, la probabilité qu'il y ait moins de planètes géantes autour des étoiles massives

CHAPITRE 2. EXOPLANÈTES AUTOUR DES NAINES M : ÉTUDE DE LA  
CORRÉLATION ENTRE MASSE STELLAIRE ET FRÉQUENCE PLANÉTAIRE, PAR  
IMAGERIE DIRECTE.

Systeme	Cas 1	Cas 2	Cas 3	Ref.
<b>relevé MASSIVE</b>				
2MASS J01033563-5515561	✓	✓		Delorme et al. (2013)
2MASS J12073346-3932539	✓			Chauvin et al. (2004)
<b>relevé A-F</b>				
$\beta$ Pictoris	✓		✓	Bonnefoy et al. (2014)
HR8799	✓		✓	Pueyo et al. (2015)
HIP95261	✓	✓		Lowrance et al. (2000)

TABLE 2.2 – Détections d’objets substellaires dans le relevé MASSIVE et celui des étoiles A-F présenté par Rameau et al. (2013b).

qu’autour des étoiles de faible masse est de 6.8%, alors qu’elle est de 34.2 et 3.1% pour les cas 2 et 3 respectivement, ce qui corrobore bien nos premières conclusions. Pour information, j’ai aussi calculé les fonctions de densité de probabilité pour la variable aléatoire  $Z$  en utilisant le prior de Jeffreys, représentées en figure 2.9.

J’ai également mené une étude reposant sur le raisonnement logique de la contraposition et ai écrit un code basé sur la méthode Monte-Carlo pour quantifier ces conclusions. Cette démarche consiste à supposer l’antithèse de nos conclusions préliminaires dans le but de vérifier l’invraisemblance de cette antithèse, et donc de prouver que nos premières conclusions étaient justes. En d’autres termes, l’approche de la contraposition appliquée à cette étude a pour but de vérifier si la génération de distributions aussi distinctes que celles observées peut provenir du hasard des observations d’une population unique. Cette étude est détaillée dans l’article présenté en Section 2.2.4.

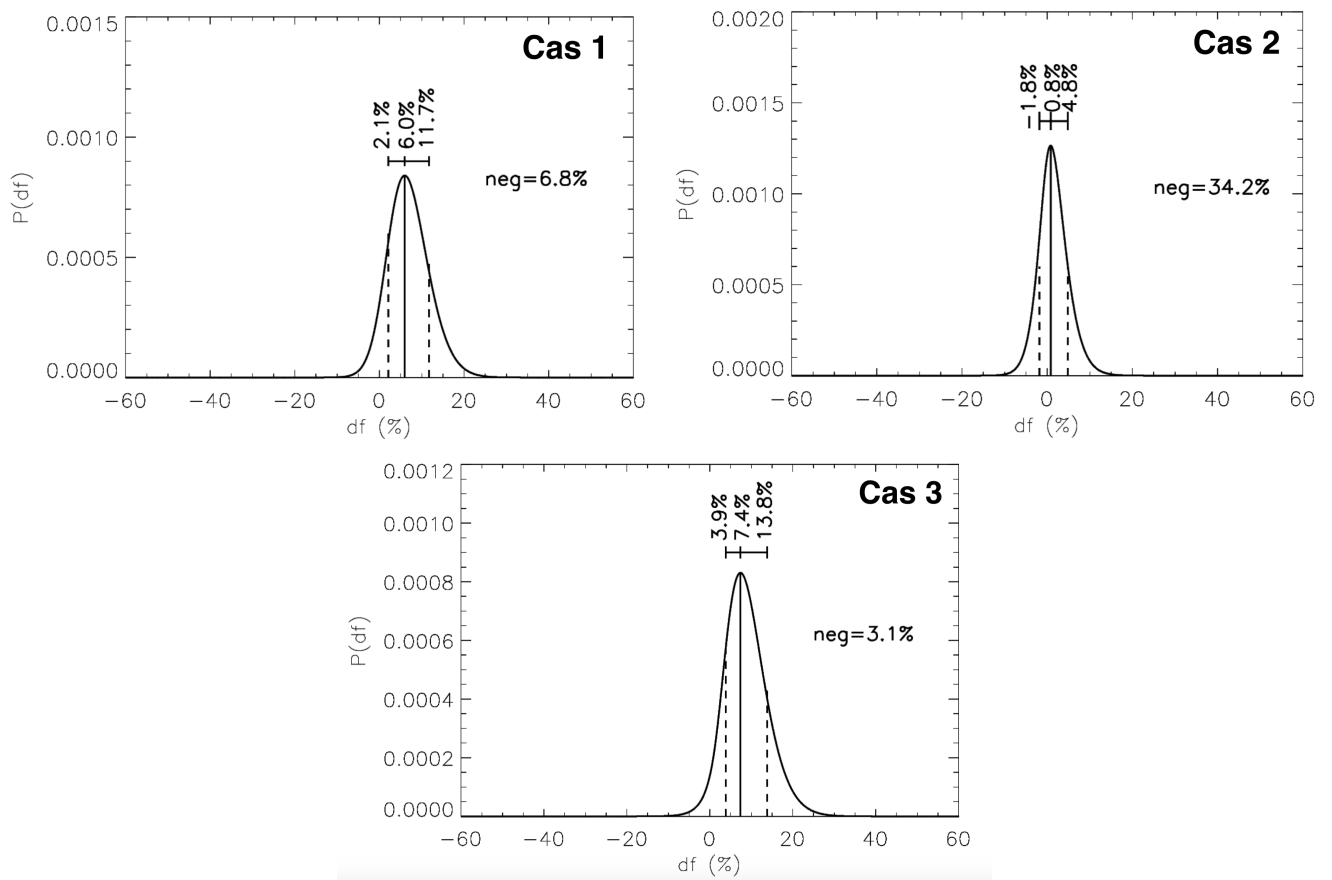


FIGURE 2.8 – Distributions des probabilités de différences entre les deux distributions, en utilisant le prior conjugué.



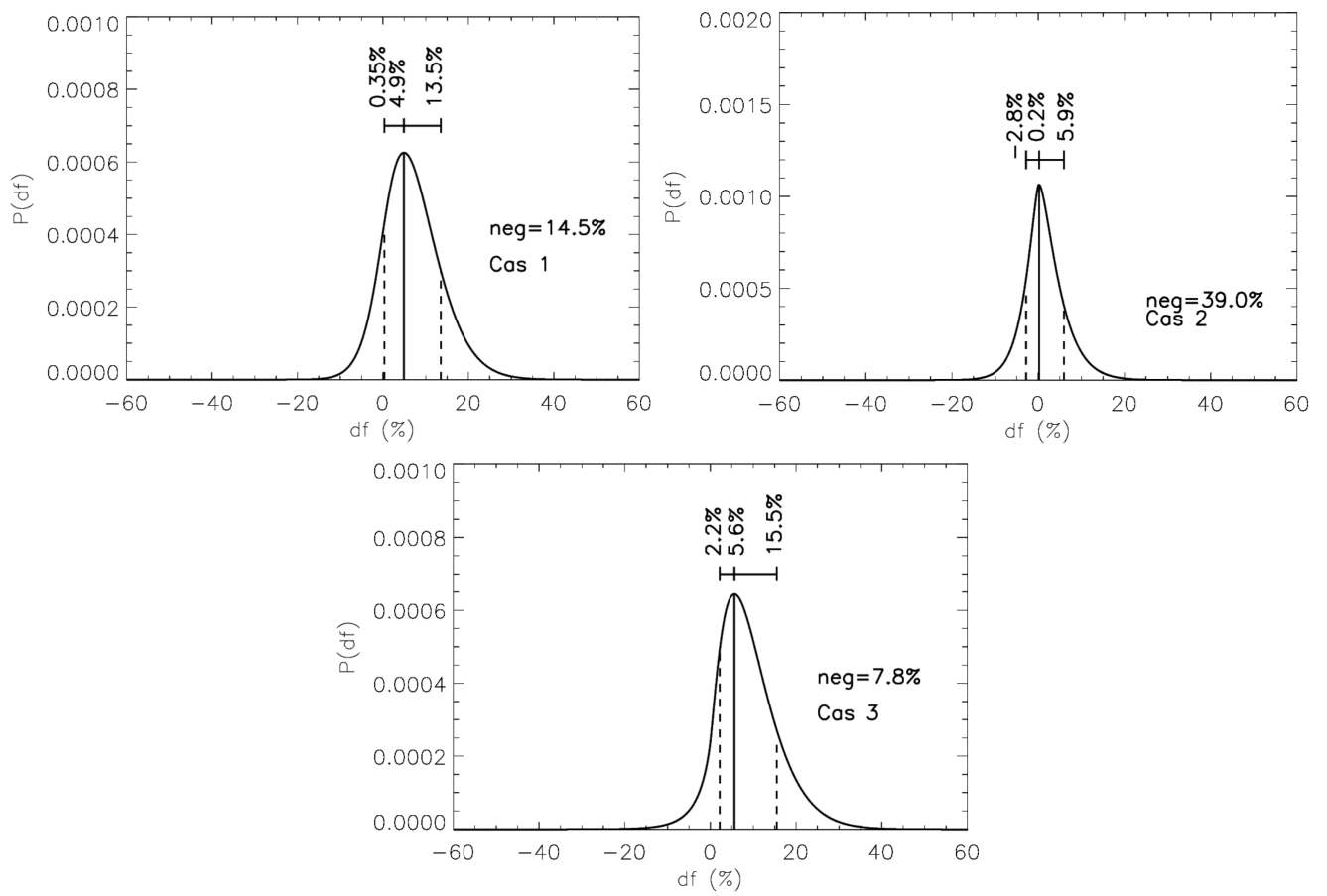


FIGURE 2.9 – Distributions des probabilités de différences entre les deux distributions, en utilisant de Jeffreys.

### 2.2.4 Article.

**MASSIVE : A Bayesian analysis of giant planet populations around low-mass stars** *J. Lannier, P. Delorme, A.M. Lagrange, S. Borgniet, J. Rameau, J. E. Schlieder, J. Gagné, M.A. Bonavita, L. Malo, G. Chauvin, M. Bonnefoy & J.H. Girard, soumis à A&A en février 2016.*

Je présente ci-après mes conclusions après avoir appliqué les méthodes détaillées précédemment sur les relevés MASSIVE et des étoiles A-F. La présentation du relevé MASSIVE, la méthode d'analyse et les résultats de l'étude des taux d'occurrence des planètes géantes sont présentés dans un article soumis à A&A, et reproduit ci-après. En voici les conclusions :

1. *Détermination des taux d'occurrence mesurés des planètes géantes autour des étoiles de faible masse.* J'ai tout d'abord mis en évidence les taux d'occurrence d'une part des planètes géantes, d'autre part des objets substellaires (planètes géantes et des naines brunes) en orbite autour des naines M. En considérant les domaines de paramètres pour lesquels le relevé MASSIVE est le plus sensible, je trouve que  $2.3_{-0.7}^{+2.9}\%$  des naines M devraient avoir au moins une planète géante en orbite autour d'elles ( $[2-14] M_{Jup}$ , entre 8 et 400 AU), et que cette fréquence passe à  $4.4_{-1.3}^{+3.2}\%$  quand on considère les objets substellaires ( $[2-80] M_{Jup}$ , entre 8 et 400 AU).
2. *Comparaison des taux d'occurrence des planètes géantes, pour en déduire une éventuelle relation avec la masse stellaire.* J'ai ensuite calculé les taux d'occurrence des planètes en orbite autour des naines M et d'étoiles plus massives, et j'ai calculé à partir de ces fréquences les probabilités que les planètes soient réparties en deux populations différentes en fonction de la masse stellaire. Je trouve que la probabilité qu'il y ait deux populations de planètes géantes (ou d'objets substellaires, en fonction du cas 1, 2 ou 3 considéré), est d'environ 75% pour les cas 1 et 3, alors que l'on ne peut pas déduire de nos données qu'il y a deux populations de planètes pour le cas 2. La sensibilité des deux relevés n'apportant des contraintes que sur les planètes au moins plus massives que  $1 M_{Jup}$ , il n'est pas exclu que des planètes de masses comprises entre celle de la Terre et Jupiter soient plus fréquentes autour des naines M que des étoiles plus massives, comme il semble que ce soit le cas pour les étoiles de faible masses à courtes séparations.
3. *Comparaison de nos résultats avec ceux d'autres études.* Nos résultats tendent à montrer qu'il y a moins de planètes géantes en orbite autour des naines M qu'autour des étoiles plus massives (entre 8 et 400 AU). Cela constitue une conclusion différente de celle présentée par Bowler et al. (2015) : les auteurs de cette dernière étude montrent que leurs données ne permettent pas d'affirmer la corrélation entre occurrence planétaire et masse stellaire (par comparaison des taux d'occurrence disponibles dans la littérature avec les leurs, ils n'ont pas mené une étude poussée comparative similaire à la nôtre en analysant de manière cohérente des données d'étoiles de différentes masses). Nos résultats sont en accord avec ceux trouvés par l'analyse de données de naines M par différentes techniques (Bonfils et al. 2013; Montet et al. 2014; Clanton & Gaudi 2014).

# MASSIVE: A Bayesian analysis of giant planet populations around low-mass stars

J. Lannier<sup>1</sup>, P. Delorme<sup>1</sup>, A. M. Lagrange<sup>1</sup>, S. Borgniet<sup>1</sup>, J. Rameau<sup>2</sup>, J. E. Schlieder<sup>3</sup>, J. Gagné<sup>4,\*</sup>, M. A. Bonavita<sup>5</sup>, L. Malo<sup>6</sup>, G. Chauvin<sup>1</sup>, M. Bonnefoy<sup>1</sup>, and J. H. Girard<sup>7</sup>

<sup>1</sup> Univ. Grenoble Alpes, Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble (IPAG, UMR 5274), 38000 Grenoble, France  
e-mail: justine.lannier@univ-grenoble-alpes.fr

<sup>2</sup> Institut de Recherche sur les Exoplanètes (iREx), Département de physique and Observatoire du Mont Mégantic, Université de Montréal, CP 6128, Succursale Centre-Ville, Montréal, QC H3C 3J7, Canada

<sup>3</sup> NASA Ames Research Center, Space Science and Astrobiology Division, MS 245-6, Moffett Field, CA 94035, USA

<sup>4</sup> Department of Terrestrial Magnetism, Carnegie Institution of Washington, Washington, DC 20015, USA

<sup>5</sup> Institute for Astronomy, The University of Edinburgh, Royal Observatory, Blackford Hill, Edinburgh, EH9 3HJ, UK

<sup>6</sup> CFHT Corporation, 65-1238 Mamalahoa Hwy, Kamuela, HI 96743, USA

<sup>7</sup> European Southern Observatory, Alonso de Cordova 3107, Vitacura, Santiago, Chile

Received 2 February 2016 / Accepted 22 June 2016

## ABSTRACT

**Context.** Direct imaging has led to the discovery of several giant planet and brown dwarf companions. These imaged companions populate a mass, separation and age domain (mass  $> 1 M_{\text{Jup}}$ , orbits  $> 5$  AU, age  $< 1$  Gyr) quite distinct from the one occupied by exoplanets discovered by the radial velocity or transit methods. This distinction could indicate that different formation mechanisms are at play.

**Aims.** We aim at investigating correlations between the host star's mass and the presence of wide-orbit giant planets, and at providing new observational constraints on planetary formation models.

**Methods.** We observed 58 young and nearby M-type dwarfs in  $L'$ -band with the VLT/NaCo instrument and used angular differential imaging algorithms to optimize the sensitivity to planetary-mass companions and to derive the best detection limits. We estimate the probability of detecting a planet as a function of its mass and physical separation around each target. We conduct a Bayesian analysis to determine the frequency of substellar companions orbiting low-mass stars, using a homogenous sub-sample of 54 stars.

**Results.** We derive a frequency of  $4.4^{+3.2}_{-1.3}\%$  for companions with masses in the range of  $2\text{--}80 M_{\text{Jup}}$ , and  $2.3^{+2.9}_{-0.7}\%$  for planetary mass companions ( $2\text{--}14 M_{\text{Jup}}$ ), at physical separations of 8 to 400 AU for both cases. Comparing our results with a previous survey targeting more massive stars, we find evidence that substellar companions more massive than  $1 M_{\text{Jup}}$  with a low mass ratio  $Q$  with respect to their host star ( $Q < 1\%$ ), are less frequent around low-mass stars. This may represent observational evidence that the frequency of imaged wide-orbit substellar companions is correlated with stellar mass, corroborating theoretical expectations. Contrarily, we show statistical evidence that intermediate-mass ratio ( $1\% < Q < 5\%$ ) companion with masses  $> 2 M_{\text{Jup}}$  might be independent from the mass of the host star.

**Key words.** planetary systems – stars: low-mass – methods: statistical – planets and satellites: formation

## 1. Introduction

After more than two decades of exoplanet discoveries (e.g., Wolszczan & Frail 1992; Mayor & Queloz 1995; Udalski et al. 2002), more than two thousand planets have been identified, mostly using radial velocity (hereafter RV) and transit methods. Both techniques have detected exoplanets with masses ranging from one Earth mass up to the brown dwarf mass regime ( $\sim 13\text{--}80 M_{\text{Jup}}$ ), orbiting at close separations from their host star (usually within 5 AU). Direct imaging (DI) has provided data for about 60 large separation ( $\geq 10$  AU) massive planets and brown dwarfs for more than a decade<sup>1</sup> (e.g., 51 Eri b, Macintosh et al. 2015; HD 95086b, Rameau et al. 2013a; GJ504b, Kuzuhara et al. 2013; 2MASS0103(AB)b, Delorme et al. 2013;  $\beta$  Pictoris b, Lagrange et al. 2010; HR 8799bcde, Marois et al. 2008, 2010; 2M1207b, Chauvin et al. 2004). About a third of the imaged

substellar companions (SCs,  $< 80 M_{\text{Jup}}$ ) have young M-type dwarf host stars (Table 1).

DI is usually limited to the detection of distant young massive planets because of their more favorable planet-to-host-star contrast and their larger angular separation. Some of the limitations of DI can be mitigated by using thermal imaging (in  $L'$ -band) where young massive planets emit most of their flux, and by taking advantage of the intrinsically lower flux of low-mass stars, which provides a more favorable star-planet contrast.

Both populations of planetary mass companions (hereafter PMCs,  $< 14 M_{\text{Jup}}$ ; close-in RV and transit PMCs on one hand, and wide-orbit DI PMCs on the other) challenge our view on planetary formation. Core accretion (CA, Pollack et al. 1996; Alibert et al. 2004) followed by planet migration is the preferred model to explain both the formation of solar system giant planets and hot Jupiters found around solar-type stars. Nevertheless, CA does not easily explain the massive gas giants imaged around low-mass stars, especially at large separations, even in the case of pebble accretion (Lambrechts & Johansen 2012).

\* Sagan Fellow.

<sup>1</sup> <http://exoplanet.eu/>

**Table 1.** Giant planets and brown dwarfs imaged around self-luminous young M-dwarfs (source: <http://exoplanet.eu>).

Name <sup>ref</sup>	SpT	$d$ (pc)	Age (Myr)	Comp. mass ( $M_{\text{Jup}}$ )	Sep. (AU)
Planetary-mass companions					
2M 0103(AB) b <sup>(1)</sup>	M5,5 + M6	47.2 ± 3.1	30	13.0 ± 1.0	84.0
GU Psc b <sup>(2)</sup>	M3	48.0 ± 5.0	100 ± 30	11.0 ± 2.0	2000 ± 200
J0219-3925 B <sup>(3)</sup>	M6	39.4 ± 2.6	30–40	12–15	156 ± 10
FW Tau b <sup>(4)</sup>	M4	145.0 ± 15.0	1.8 <sup>+0.2</sup> <sub>-1.0</sub>	10.0 ± 4.0	330 ± 30
DH Tau b <sup>(5)</sup>	M0,5	~140	1.0 ± 0.9	11.0 <sup>+0.01</sup> <sub>-0.003</sub>	330
2M 044144 b <sup>(6)</sup>	M8,5	140.0	1.0	7.5 ± 2.5	15.0 ± 0.6
CHXR 73 b <sup>(7)</sup>	M3,25	~1.6	2	12.0 <sup>+8.0</sup> <sub>-5.0</sub>	200
2M1207 b <sup>(8)</sup>	M8	52.4 ± 1.1	8 ± 3	4.0 <sup>+6.0</sup> <sub>-1.0</sub>	46.0 ± 5.0
VHS 1256-1257 B <sup>(9)</sup>	M7.5	12.7 ± 1.0	150–300	11.2 <sup>+9.7</sup> <sub>-1.5</sub>	102 ± 9
Ross 458(AB) c <sup>(10)</sup>	M2	114.0 ± 2.0	475 ± 325	8.5 ± 2.5	1168.0
ROXs 42B b <sup>(11)</sup>	M0	135.0	2 ± 1	10.0 ± 4.0	140.0 ± 10.0
Brown dwarfs					
1RXS J034231.8+121622 B <sup>(12)</sup>	M4V	23.9 ± 1.1	60–300	35 ± 8	19.8 ± 0.9
FU Tau b <sup>(13)</sup>	M7,25	140.0	1.0	15.0	800
CD-35 2722 b <sup>(14)</sup>	M1V	21.3 ± 1.4	100 ± 50	31.0 ± 8.0	67.0 ± 4.0
GJ 3629 B <sup>(12)</sup>	M3V	22 ± 3	30 <sup>+30</sup> <sub>-13</sub>	46 ± 6	6.5 ± 0.5
2MASS J15594729+4403595 B <sup>(12)</sup>	M2	33 ± 4	120	43 ± 9	187 ± 23
UScoCTIO 108 b <sup>(15)</sup>	M7	145.0 ± 2.0	11 ± 2	16.0 <sup>+3.0</sup> <sub>-2.0</sub>	670.0
GSC 6214-210 b <sup>(16)</sup>	M1	145.0 ± 14.0	11 ± 2	17.0 ± 3.0	320.0
Oph 11 b <sup>(17)</sup>	M9	145.0 ± 20.0	11 ± 2	21.0 ± 3.0	243 ± 55.0
1RXS J235133.3+312720 B <sup>(12)</sup>	M2	50 ± 10	120	32.0 ± 6.0	120 ± 20

**References.** <sup>(1)</sup> Delorme et al. (2013); <sup>(2)</sup> Naud et al. (2014); <sup>(3)</sup> Artigau et al. (2015); <sup>(4)</sup> Kraus et al. (2014a); <sup>(5)</sup> Itoh et al. (2005); <sup>(6)</sup> Todorov et al. (2010); <sup>(7)</sup> Luhman et al. (2006); <sup>(8)</sup> Chauvin et al. (2004); <sup>(9)</sup> Gauza et al. (2015); <sup>(10)</sup> Burgasser et al. (2010); <sup>(11)</sup> Currie et al. (2014); <sup>(12)</sup> Bowler et al. (2015); <sup>(13)</sup> Luhman et al. (2009); <sup>(14)</sup> Wahhaj et al. (2011); <sup>(15)</sup> Béjar et al. (2009); <sup>(16)</sup> Ireland et al. (2011); <sup>(17)</sup> Allers et al. (2006).

Indeed, the mass of the planets are of the same order of magnitude (e.g., 2M0103b, Delorme et al. 2013) or even greater (2M1207b, Chauvin et al. 2004) than the total mass of the protoplanetary disc ( $\approx 10\%$  of the star’s mass). On the other hand, gravitational instability (GI, Boss 2011; Cameron 1978) provides an interesting alternative to CA to explain the formation of wide-orbit, massive planets within the disk of a low-mass star. Other initial conditions for the formation of PMCs, such as the position of the ice line and the stellar metallicity, impact their formation mechanisms. For instance, there are indications that planets with masses between  $10 M_{\text{Earth}}$  and  $4 M_{\text{Jup}}$  orbiting metal-poor stars are found at larger separations (Adibekyan et al. 2013).

Studying low-mass stars provides an opportunity to test the formation of PMCs at the low end of the stellar mass function. They also allow the study of a wider range of companion to star mass ratios. Different mechanisms might explain the formation of the planets, as a function of their mass ratio. In this paper, we will investigate whether there are different populations of planets orbiting low and high-mass stars.

From an observational point of view, Bonfils et al. (2013) found that the rate of close-in giant planets ( $m \sin(i) = 100\text{--}1000 M_{\text{Earth}}$ ) around M-type stars is low ( $f < 0.01$  for  $P = 1\text{--}10 d$ ,  $f = 0.02^{+0.03}_{-0.01}$  for  $P = 10\text{--}100 d$ ), while close-in super-Earths are much more numerous ( $f = 0.35^{+0.45}_{-0.11}$  for  $P = 10\text{--}100d$ ). Concerning higher-mass stars, Rameau et al. (2013b) find that between 10.8% and 24.8% of A to F type

stars host at least one planet defined by the parameter intervals  $[1,13] M_{\text{Jup}}$  and  $[1,1000]$  AU. Recently, Bowler et al. (2015) showed that few M dwarfs host giant planets closer than for  $<1000$  AU and argue that there is no evidence of a relation between the wide-orbit giant planet ( $>10$  AU) frequency and the stellar mass (for A, FGK and M stars). However, other studies combining different techniques of detection (RV and DI, micro lensing and RV) have shown that giant planets are less frequent around M dwarfs (respectively, Montet et al. 2014; Clanton & Gaudi 2014).

In this paper, we present the results of the M-dwArf Statistical Survey for direct Imaging of massive Exoplanets (MASSIVE). Our sample is composed of 58 young and nearby M dwarfs observed in  $L'$ -band for which we have follow-up data for all our candidate companions.

We present the MASSIVE survey in Sect. 2. Section 3 details our Bayesian approach to derive the frequency of planetary companions orbiting low-mass stars. In Sect. 4, we explore the influence of the stellar host mass on the planet occurrence by comparing the planetary companion frequency around low-mass stars in the MASSIVE survey and around a similar VLT/NaCo survey that targeted higher mass, A-F stars (Rameau et al. 2013b). We present our conclusions in Sect. 5. In all the following sections, we consider three types of companions: PMCs with masses  $<14 M_{\text{Jup}}$ , brown dwarfs with masses between 14 and  $80 M_{\text{Jup}}$ , and SCs that bring together PMCs and brown dwarfs ( $<80 M_{\text{Jup}}$ ).

**Table 2.** Observing periods. V stands for visitor mode, S for service mode.

Obs. period	Run	Mode
Dec. 2009	084.C-0739	S
Aug. 2012	089.C-0665(B)	V
Nov. 2012 and Feb. 2013	090.C-0698(A)	V
Nov. 2012	090.C-0728(A)	S
Aug. 2013	291.C-5031(A)	S

## 2. The MASSIVE survey

### 2.1. Observations

#### 2.1.1. Sample selection

58 M-dwarfs have been observed. This sample was built as follows:

- *Age*: we selected our targets from the known members of young stellar associations (e.g., Zuckerman et al. 2004). We selected 10 stars from TW Hydrae (5–15 Myr; we use 8 Myr, hereafter TWA, Kastner et al. 1997, Weinberger et al. 2013, and Webb & Zuckerman 1999), 22 stars from the  $\beta$  Pictoris moving group (20–26 Myr; we use 21 Myr, hereafter BPMG, Binks & Jeffries 2014; Malo et al. 2014b; Mamajek & Bell 2014), 8 stars from Tucana-Horologium (20–40 Myr; we use 30 Myr, hereafter THA, Zuckerman & Webb 2000; Kraus et al. 2014b), 3 stars from Columba (20–40 Myr; we use 30 Myr, hereafter COL, Torres et al. 2008), 1 star from Argus (30–50 Myr; we use 40 Myr, Makarov & Urban 2000), and 12 stars from ABDoradus (110–130 Myr; we use 120 Myr, hereafter ABDor, Luhman et al. 2005; Barenfeld et al. 2013). Two other targets are young, but do not belong a stellar association. The membership of our targets is based on publications listed in Table 3. The number of known young, M-type dwarfs has increased substantially thanks to recent surveys (such as 2MASS, ROSAT, Galex, and WISE) and to efforts to identify and characterize new, low-mass members of young moving groups (e.g., Torres et al. 2008; Schlieder et al. 2012; Malo et al. 2013; and Gagné et al. 2015b).
- *Distance*: the M dwarfs in our sample are nearby ( $d < 62$  pc) so that we can probe small star-companion projected separations, typically down to 5–10 AU.
- *Brightness*: the sample stars are brighter than  $K_S = 12$  to allow for good AO correction and for the detection of low-mass planets.

These criteria are summarized for each target in Table 3. The closest and the youngest stars were observed in higher priority.

#### 2.1.2. The data

Data were acquired from December 2009 to February 2013, over five runs (see Table 2) with VLT/NaCo (Rousset et al. 2003). The observing conditions are described in Table D.8. NaCo includes an adaptive optics system (NAOS) and a near-infrared camera (CONICA, Lenzen et al. 2003). It was mounted at the Nasmyth focus of the 8.2 m telescope UT4 at the time of the observations. CONICA is equipped with a CCD infrared camera, and an Aladdin 3 detector (1024 × 1024 pixels). We used the available infrared wavefront sensor (IRWFS/NAOS) to close the adaptive optics (AO) loop on faint red stars such as most MASSIVE targets.

We used the L27 camera (27.1 mas/pixel, and a field of view of  $28'' \times 28''$ ) and the cube mode of NaCo, recording data-cubes of single frames with exposure times as low as 0.175 s. We observed in  $L'$  band ( $\lambda = 3.8 \mu\text{m}$ ,  $\Delta\lambda = 0.62 \mu\text{m}$ ) to improve our sensitivity to the coolest and therefore lowest-mass companions. We used the pupil tracking mode with a high parallactic angle in order to apply Angular Differential Imaging (ADI, Lafrenière et al. 2007; Marois et al. 2006), a method that allows speckle subtraction and deeper close-in sensitivity. Otherwise, we used regular field tracking.

### 2.2. Data reduction

We use our Interactive Data Language (IDL) pipeline developed for AO reduction at the Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble (IPAG) to reduce the VLT/NaCo data. The reduction steps are described in Lagrange et al. (2010) and Delorme et al. (2012). They include bad pixel removal, flat-fielding, and frame recentering. Two different methods are used to detect faint companions in the data, depending on the separation from the star.

At separations closer typically than  $0.5''$ , noise is dominated by quasi-static speckles. To mitigate this and reveal faint, close-in companions, we employ a modified angular differential imaging (ADI) algorithm called Smart ADI (SADI, Marois et al. 2006). The reference point spread function used for PSF subtraction in the SADI framework were derived from a restricted number of images (10) where each had rotated by at least one Full width at half maximum (FWHM) at a separation of  $0.4''$ . Candidate companions in this region are identified by visual inspection of the residual images.

At separations typically larger than  $0.5''$ , where the noise in  $L'$ -band is background limited, we apply a median-filtering technique. For each pixel in the region of interest, we subtract the median in a  $20 \times 20$  pixel box centered on that pixel. This step is performed on each frame before stacking the images. Candidate companions are identified in this region using the automatic point source detection routine described in Delorme et al. (2012). When the field rotation is too small to apply SADI, which is the case for 18 of our targets, we only apply median-filtering.

By combining these complementary approaches to candidate detection, we maximize our sensitivity at all separations. The boundary of the inner/outer zone that are used for each target are given in Table D.9 and detailed in Sect. 2.4.2.

### 2.3. Detection results

#### 2.3.1. Companion detections

We detail hereafter the status of two companions already reported in previous papers and that are part of MASSIVE: 2MASS J01033563–5515561(AB)b and 2MASS J12073346–3932539b. In addition, we present the peculiar case of 2MASS J08540240–3051366, an M-type star that we excluded from MASSIVE.

#### 2MASS J01033563–5515561(AB)b

2MASS J01033563–5515561(AB), hereafter 2MASS0103(AB), is a 30 Myr M-dwarf binary located at 47 pc. Delorme et al. (2013) discovered an exoplanet orbiting this target, with an estimated mass of 12–14  $M_{\text{Jup}}$  using BT-Settl models

Table 3. Targets of MASSIVE with their characteristics.

ID star	Period	RA	Dec	Age (Myr)	Assoc.	<i>d</i> (pc)	SpTyp	<i>K</i>	Total exposure time (s)	Refs.
2MASS J00243202-2522528	089.C-0665(B)	00:24:32	-25:22:53	120	ABDor	41	M2	9.0	2560	8
2MASS J00251465-6130483	089.C-0665(B)	00:25:14.7	-61:30:48.3	30	THA	45.8	M0	7.8	4800	1, 12
2MASS J00255097-0957398	291.C-5031(A)	00:25:51	-09:57:40	120	ABDor	31.8	M4	9.0	2240	8
2MASS J00452814-5137339	089.C-0665(B)	00:45:28.1	-51:37:33.9	30	THA	40.4	M1	7.6	3840	12
2MASS J01033563-5515561	090.C-0698(A)	01:03:35.6	-55:15:56.1	30	THA	47	M7	9.2	1280	2, 3
2MASS J01071194-1935359*	090.C-0728(A)	01:07:11.9	-19:35:36	21	BPMG	43	M1	7.3	3820	5
2MASS J01231125-6921379	090.C-0698(A)	01:23:11.3	-69:21:37.9	30	THA	42.2	M8.5	11.3	1440	2, 4
2MASS J01365516-0647379	090.C-0698(A)	01:36:55.2	-06:47:37.9	21	BPMG	24	M4	8.9	2880	5, 12
2MASS J01521830-5950168	089.C-0665(B)	01:52:18.3	-59:50:16	30	THA	40	M2.5	8.1	3840	7
2MASS J02224418-6022476	090.C-0698(A)	02:22:44.2	-60:22:47.6	30	THA	32	M4	8.1	1280	7, 8
2MASS J02365171-5203036	084.C-0739	02:36:51.5	-52:03:04.4	30	COL	39	M2	7.5	2880	1, 14
2MASS J03350208+2342356	090.C-0698(A)	03:35:02.1	+23:42:35.6	21	BPMG	42	M8.5	11.3	320	4, 7
2MASS J03363144-2619578	090.C-0698(A)	03:36:31.4	-26:19:57.8	30	THA	44	M6	9.8	1040	2, 6
2MASS J03472333-0158195	090.C-0698(A)	03:47:23.3	-01:58:20	120	ABDor	16.1	M3	6.9	1080	1, 12
2MASS J04141730-0906544	090.C-0698(A)	04:14:17	-09:06:54	120	ABDor	24	M4	8.8	320	7, 8, 11
2MASS J04373746-0229282	084.C-0739	04:37:37.5	-02:29:28.2	21	BPMG	29	M0	6.4	3840	1, 5
2MASS J04433761+0002051	084.C-0739	04:43:37.6	+00:02:05.2	21	BPMG	25.7	M9	11.2	2640	2, 4, 13
2MASS J04464970-6034109	090.C-0698(A)	04:46:49.7	-60:34:10.9	40	Argus	37	M1.5	7.7	4320	7
2MASS J04522441-1649219	090.C-0698(A)	04:52:24.4	-16:49:22	120	ABDor	16	M3	6.9	2520	1, 7
2MASS J04533054-5551318	089.C-0665(B)	04:53:30.5	-55:51:32	120	ABDor	11	M3	6.9	2400	1, 5
2MASS J04593483+0147007	084.C-0739	04:59:34.8	+01:47:00.7	21	BPMG	25.9	M0	6.3	480	1, 12
2MASS J05004714-5715255	084.C-0739	05:00:47.1	-57:15:25.5	21	BPMG	26.8	M0	6.2	1920	1, 12
2MASS J05015881+0958587	090.C-0698(A)	05:01:58.8	+09:58:58	21	BPMG	25	M3	6.4	840	5
2MASS J05064991-2135091	084.C-0739	05:06:49.6	-21:35:06.0	21	BPMG	19.2	M2	6.1	960	1, 5
2MASS J05195412-0723359	090.C-0698(A)	05:19:54.1	-07:23:35.9	30	COL	43	M4	10.2	640	2, 5
2MASS J05320450-0305291*	090.C-0698(A)	05:32:04.5	-03:05:29	21	BPMG	42	M4	7.0	2850	1, 5
2MASS J06085283-2753583	090.C-0698(A)	06:08:52.8	-27:53:58.3	21	BPMG	31	M8.5	12.4	1960	4, 5, 10
2MASS J06255610-6003273	090.C-0698(A)	06:25:55.9	-60:03:27.6	120	ABDor	23	M3	7.2	3840	1
2MASS J07285117-3015527	090.C-0698(A)	07:28:51.2	-30:15:52.7	120	ABDor	15.7	M5	8.1	2560	2
2MASS J07285137-3014490*	090.C-0698(A)	07:28:51.5	-30:14:47	120	ABDor	15.7	M1	5.7	1920	1, 5
2MASS J08173943-8243298	090.C-0698(A)	08:17:39.4	-82:43:29.8	21	BPMG	27	M3.5	6.8	480	7
2MASS J10284580-28330374	090.C-0698(A)	10:28:45.8	-28:30:37.4	8	TWA	50	M5	10.0	2880	2, 9

**Notes.** <sup>(1)</sup> This target is a spectroscopic binary (Shkolnik et al. 2011). <sup>(2)</sup> This target has been observed twice, in pupil tracking mode of VLT/NaCo. <sup>(3)</sup> This target is a spectroscopic binary (Riedel et al. 2014). <sup>(4)</sup> Stars excluded from our statistical analyses, cf. Section Frequency.

**References.** (1) Schlieder (2011); (2) Gagné et al. (2015b); (3) Gagné et al. (2014a); (4) Gagné et al. (2014b); (5) Malo et al. (2013); (6) Rodriguez et al. (2013); (7) Malo et al. (2014a); (8) Schlieder (2011); (9) Schneider et al. (2012); (10) Rice et al. (2010); (11) Shkolnik et al. (2012); (12) Malo et al. (2014b); (13) Schlieder et al. (2012); (14) Chauvin et al. (2010); (15) Gagné et al. (2015a); (16) Riaz et al. (2006); (17) Weinberger et al. (2013); (18) Ducourant et al. (2014).

Table 3. continued.

ID star	Period	RA	Dec	Age (Myr)	Assoc.	<i>d</i> (pc)	SpTyp	<i>K</i>	Total exposure time (s)	Refs.
2MASS J10285555+0050275	084.C-0739	10:28:55.6	+00:50:27.6	120	ABDor	7.1	M2.5	5.3	1920	1, 12
2MASS J11020983-3430355	090.C-0698(A)	11:02:09.8	-34:30:35.5	8	TWA	56.4	M8.5	11.9	1980	1, 2
2MASS J11210549-3845163	090.C-0698(A)	11:21:05.6	-38:45:16	8	TWA	65	M2	8.1	3840	5, 17
2MASS J11393382-3040002	090.C-0698(A)	11:39:33.8	-30:40:00.3	8	TWA	42	M5	9.1	1920	2, 9
2MASS J11395113-3159214	084.C-0739	11:39:51.1	-31:59:21.5	8	TWA	28.5	M8	11.5	6480	1, 2
2MASS J12072738-3247002 <sup>1</sup>	090.C-0698(A)	12:07:27.4	-32:47:00	8	TWA	54	M1	7.8	3600	7, 17
2MASS J12073346-3932539	084.C-0739	12:07:33.5	-39:32:53.9	8	TWA	52	M8	12.0	8460	1, 2
2MASS J12153072-3948426	084.C-0739	12:15:30.7	-39:48:42.6	8	TWA	51	M1	7.3	960	1, 7, 18
2MASS J12265135-3316124	090.C-0698(A)	12:26:51.3	-33:16:12.4	8	TWA	61.8	M4	9.8	1440	5
2MASS J13215631-1052098	090.C-0698(A)	13:21:56.3	-10:52:09.8	8	TWA	40	M4.5	8.6	2400	16
2MASS J14112131-2119503*	090.C-0698(A)	14:11:21.3	-21:19:50.3	[0-1000]		28	M7.5	11.3	1740	4, 15
2MASS J15385757-5742273	090.C-0698(A)	15:38:56.9	-57:42:18	21	BPMG	40	M4	9.4	4000	1, 5
2MASS J16334161-0933116	089.C-0665(B)	16:33:41.6	-09:33:12	120	ABDor	30	M0	7.6	2560	1, 5
FS2003 0979	089.C-0665(B)	18:35:20.8	-31:23:24.2	100		18	M5	8.0	990	14
2MASS J18465255-6210366	089.C-0665(B)	18:46:52.6	-62:10:36.6	21	BPMG	54	M1	7.9	3520	1, 7
2MASS J19560294-3207186	089.C-0665(B)	19:56:02.9	-32:07:18.7	21	BPMG	55	M4	8.1	2560	7
2MASS J19560438-3207376	084.C-0739	19:56:04.4	-32:07:37.7	21	BPMG	55	M0	7.9	3480	7
2MASS J20333759-2556521	089.C-0665(B)	20:33:37.6	-25:56:52.2	21	BPMG	48.3	M4.5	8.9	3650	5, 12
2MASS J20450949-3120266	084.C-0739	20:45:09.5	-31:20:27.2	21	BPMG	10	M1	4.5	1040	1, 12
2MASS J20450949-3120266 <sup>2</sup>	084.C-0739	20:45:09.5	-31:20:27.2	21	BPMG	10	M1	4.5	880	1, 12
2MASS J21100535-1919573	089.C-0665(B)	21:10:05.4	-19:19:57.4	21	BPMG	32	M2	7.2	1920	5, 12
2MASS J21443012-6058389	089.C-0665(B)	21:44:33.1	-60:58:38.9	30	THA	44	M0	7.9	3520	1, 12
2MASS J22445794-3315015	084.C-0739	22:44:58.0	-33:15:01.7	21	BPMG	23.3	M1	6.9	960	1, 12
2MASS J22450004-3315258	084.C-0739	22:45:00.0	-33:15:25.8	21	BPMG	23.3	M5	7.8	960	1, 12
2MASS J23301341-2023271 <sup>3</sup>	090.C-0698(A)	23:30:13.4	-20:23:27.1	30	COL	16.2	M3	6.3	1640	5, 7
2MASS J23323085-1215513	084.C-0739	23:32:30.9	-12:15:51.4	21	BPMG	28	M0	6.6	960	1, 7
2MASS J23381743-4131037	090.C-0698(A)	23:38:17.4	-41:31:03.7	120	ABDor	19	M2	7.5	2560	8

(Allard et al. 2012). We do not present any new result with respect to this target.

#### 2MASS J12073346–3932539b

2MASS J12073346–3932539 (hereafter 2M1207) is an 8 Myr brown dwarf located at 52.4 pc. Chauvin et al. (2005) reported the discovery of an exoplanet orbiting this target.

2M1207b ( $4 \pm 1 M_{\text{Jup}}$ ) is at a separation of  $772 \pm 4$  mas (PA:  $125.4 \pm 0.3^\circ$ ),  $768 \pm 5$  mas (PA:  $125.4 \pm 0.3^\circ$ ), and  $776 \pm 8$  mas (PA:  $125.5 \pm 0.3^\circ$ ) from its host star, respectively, for the VLT/NaCo data from 27/04/2004, 05/02/2005, and 31/03/2005. In the 2009 data, we find a separation of  $756 \pm 12$  mas, with a position angle of  $124.6^\circ$ . Our new measurement thus overlaps with the previously reported results and no additional constraints on the orbit is added.

#### 2MASS J08540240–3051366B

We conducted an in-depth analysis (Appendix C) of 2MASS J08540240–3051366 (hereafter 2MASS J0854) because we identified a potentially interesting bound companion around it. However, a deeper analysis, using a new radial velocity measurement, revealed that the system is likely older than suspected (several Gyr instead of 10 Myr) and that the companion is a low-mass star. Thus, we do not include this target in our analysis.

### 2.3.2. Background stars

Nine MASSIVE targets were identified with candidate companions, in addition to 2MASS0103(AB) and 2M1207. Two methods were used to discriminate background objects from bona-fide companions:

1. We used data obtained at different epochs, to test whether or not the candidate and the star shared the same proper motion. If they do, this would mean that they are gravitationally bound.
2. We used data obtained at different wavelengths when it was possible ( $J$ ,  $H$ ,  $K_s$ ,  $L'$ -bands), to compare the colors of the candidate with that expected for a background contaminant or a young planet companion. Indeed, young low gravity companions have much redder colors than main sequence contaminants: for instance, at 20 Myr, the BT-Settl models predict that a  $5 M_{\text{Jup}}$  planet would have  $H - L' \approx 2.5$ , while one of the reddest contaminants such as a 5 Gyr  $0.3 M_{\odot}$  star, would have  $H - L' \approx 0.6$ .

We find that all of them are background stars. The targets with background stars are: 2MASS J06255610–6003273, 2MASS J11210549–3845163, 2MASS J18465255–6210366, 2MASS J01365516–0647379, 2MASS J05015881+0958587, 2MASS J04522441–1649219, 2MASS J07285117–3015527, 2MASS J12073346–3932539, 2MASS J15385757–5742273 (see Fig. D.5).

### 2.3.3. Visual binary stars

We identified 13 close binary ( $<1''$ ) stars, which are reported in Table D.1. Some of them are very well resolved while others are tight or suspected binaries (some data show elongated intensity distributions). These binaries are studied within a larger sample of young binaries in another paper (Bonavita et al. 2016).

### 2.4. Detection limits in mass and semi-major axis for MASSIVE

In this section, we present the performances of MASSIVE in a (mass, semi-major axis) parameter space.

#### 2.4.1. 2D contrast maps

Since we apply a different reduction technique at close and at large separations to detect SCs (see Sect. 2.2), we also derive 2D detection contrast maps in each case (see Delorme et al. 2012). Since the focus of this article is a statistical analysis, we choose to present the results from the simple and robust ADI technique such as SADI, rather than the slightly more sensitive LOCI (locally optimized combination of images, Lafrenière et al. 2007) or PCA (principal component analysis, Soummer et al. 2012) analyses that use subjective parameters (such as the size of the optimization zones in LOCI or the numbers of components kept in PCA) that can be optimized for individual analyses but not easily adapted for such a systematic analysis. The benefit of LOCI or PCA in sensitivity are moderated in  $L'$ -band because the speckle-dominated area is smaller. We therefore caution that our detection limits on individual stars are probably conservative at short separations (see Table D.9) by typically a few tenths of magnitudes with respect to the best performance that could be achieved with a carefully tuned LOCI or PCA analysis.

#### 2.4.2. 2D mass detection limit maps

We use Baraffe et al. (2003) evolution models that assume a hot start together with BT-Settl model atmosphere (Allard et al. 2012) to estimate the masses of planets detectable at  $5\sigma$  given the computed contrast limits. We emphasize that the systematic errors of the models are very difficult to quantify, and can be significant, see for example Dupuy et al. (2014). However, hot-start models have been commonly used for a long time and provide the best reference for the comparison between various imaging surveys.

Since the inner and outer regions of the 40 stars where SADI was applied are dominated by different sources of noise, we generate composite maps to cover the full range of possible semi-major axes. We determine the location of the boundary between the inner and outer regions on a star by star basis by comparing the detection limits reached using each image processing technique (the brighter the target, the wider the boundary, see Table D.9).

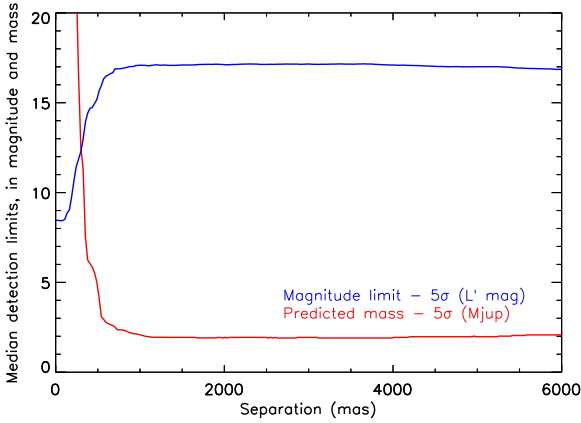
Figure 1 gives the median detection performances of MASSIVE in terms of contrasts in  $L'$ -band and mass as a function of semi-major axis. The median detection performances for MASSIVE in apparent magnitudes of companions, is  $L' \approx 17$  mag at  $1''$  (at  $5\sigma$ ) and further away. The contrasts reachable at  $L'$  are presented in Table D.9. The MASSIVE survey is the deepest DI survey yet conducted on M dwarfs.

#### 2.4.3. Detection probabilities

Using the 2D mass detection limit maps that we built in Sect. 2.4.2, we estimate the probability to detect companions orbiting our stars, as a function of given mass and semi-major axis.

We use an optimized version (Rameau et al. 2013b) of the original MESS code (Bonavita et al. 2012) which takes into account projection effects that can hide a companion behind its host star on a fraction of its orbits. Hence the detection limits





**Fig. 1.** Median detection performances for MASSIVE in magnitude ( $L'$ -band) and mass ( $M_{\text{Jup}}$ ).

represent the sensitivity to planets according to their semi-major axis (hereafter, SMA) and not to their projected separations. From a technic point of view, MESS is a Monte Carlo simulation code that builds synthetic planet populations described in terms of frequency, orbital elements and physical properties. It uses a semi-empirical approach to generate the planet populations using a regularly spaced grid. We generate 100 000 planets for each [mass,SMA] pair of the grid. The semi-major axis range is 0.5 to 1000 AU with steps of 2 AU and the masses are in the range  $[0.5, 80] M_{\text{Jup}}$  with steps of  $0.16 M_{\text{Jup}}$ . The MESS code computes the SMA for each synthetic planet for a given mass and period. It also assigns eccentricities, inclinations, longitudes of periastron, longitudes of ascending node and times of periastron passage for each orbit, assuming uniform distributions. The eccentricity values marginally affect the detection probabilities, while the inclination strongly affects the detection probabilities.

We apply the MESS code to all of our targets, taking into account the host star age, distance, and mass (using BT-Settl models), as well as the masses and semi-major axes of the simulated planets, to derive mean planet detection probabilities for all MASSIVE targets (see Fig. 2).

We found that MASSIVE has a good sensitivity (mean detection probability  $>50\%$ ) in the range 8 to 400 AU and 2 to  $80 M_{\text{Jup}}$  (see Fig. 2) from the generation of 100 000 planets for each point of the [mass,SMA] grid. We consider only this best parameter range in most of the following analysis.

### 3. Frequency of planetary companions orbiting low-mass stars of the MASSIVE survey

We detail the statistical formalism used for our Bayesian analysis in Appendix A.

For this analysis (Sects. 3 and 4), we exclude 4 targets out of the 58 targets of the MASSIVE sample, either because the estimated age is too uncertain (i.e., not members of young moving groups, like it is the case for 2MASS J14112131–2119503), or because of the close binarity of some targets that makes the total mass too big to consider it as a low-mass system (this is the case for 2MASS J01071194–1935359, 2MASS J05320450–0305291 and 2MASS J07285137–3014490, see Table D.2). However, we kept in our survey components of wide-separation binaries for which our AO observations allowed to look for SCs around each component individually. This led to a homogeneous sample of 54 targets.

#### 3.1. Optimal parameter range to be considered in our formalism

The choice of parameter range on which we carry out our statistical analysis has a direct impact on the results. For instance, if we choose a broad range, such as  $[1–13] M_{\text{Jup}}$  and  $[1–1000]$  AU used by Rameau et al. (2013b), we include probability integration ranges like  $[1–8]$  AU or  $[400–1000]$  AU where our probability of detecting any planet is close to zero. This would lead to larger errors because of the lack of actual information injected into the probability calculation. Also, since we carried out a Bayesian analysis, including such ranges with no observational constraints would artificially bias the results toward a posterior that is close to the supposed prior. We therefore choose to focus on ranges of mass and SMAs for which the MASSIVE observational constraints are stronger (cf. Sect. 2.4.3), that is  $[2, 80] M_{\text{Jup}}$  or  $[1, 80] M_{\text{Jup}}$  at  $[8, 400]$  AU.

#### 3.2. Results of our Bayesian analysis

##### 3.2.1. Working hypotheses

We choose to address several distinct statistical questions (hereafter, we use  $Q$  as the mass ratio between a host star and its planet):

- What is the probability to have a massive companion ( $2 M_{\text{Jup}} < M < 80 M_{\text{Jup}}$ ) regardless of its  $Q$  value? (*case 1*)
- What is the probability to have a massive companion ( $2 M_{\text{Jup}} < M < 80 M_{\text{Jup}}$ ) at an intermediate mass ratio  $0.01 \leq Q \leq 0.05$ ? (*case 2*)
- What is the probability to have a massive companion ( $1 M_{\text{Jup}} < M < 80 M_{\text{Jup}}$ ) at a low mass ratio  $Q \leq 0.01$ ? (*case 3*)

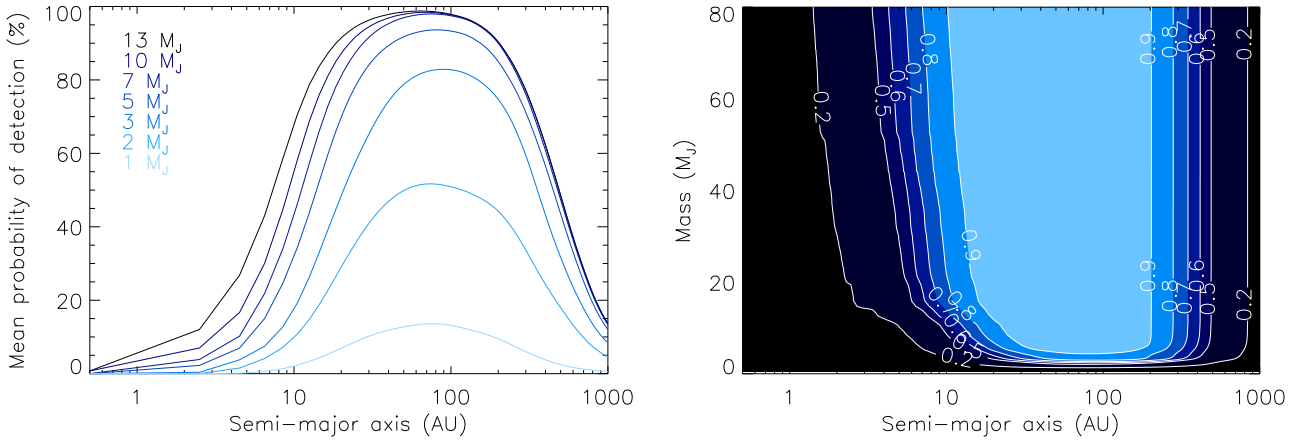
We choose an upper limit of 0.05 for the intermediate mass ratio (case 2), because it excludes most low-mass star companions. Such companions might make the system appear as a binary, which could cause a selection bias because known binaries were excluded in the survey of Rameau et al. (2013b). Choosing such an upper limit in mass ratio keeps only the very high contrast companions in the selection range, and therefore effectively removes this possible bias.

We choose  $1 M_{\text{Jup}}$  as a lower mass limit for case 3 since our previous lower mass limit ( $2 M_{\text{Jup}}$ , cases 1 and 2) is not relevant for such low  $Q$  because in practice it excludes all the lowest mass stars ( $<0.2 M_{\odot}$ ) of our sample. Indeed, by choosing  $1 M_{\text{Jup}}$  instead of  $2 M_{\text{Jup}}$ , we increase the effective number of LMSs (number of stars in sample times average companion detection probability in the chosen semi-major axis and mass range) by 15% (see Table D.3). So, decreasing the lower-mass limit allows to better constrain case 3, which is not true for cases 1 and 2. Our statistical formalism correctly addresses the fact that the sensitivity of MASSIVE concerning some stars for case 2 and 3 is very weak or even zero, with the hypothesis that the planetary frequency in the considered mass range is homogeneous.

More precisely, our three cases correspond to 3 working hypotheses:

*Case 1.* We consider all detections, regardless of their  $Q$ : we want to know the frequency of stars hosting substellar companions (PMCs and brown dwarfs). We will therefore consider all known detections, namely the systems 2MASS0103(AB) and 2M1207.

*Case 2.* We want to know the frequency of stars hosting SCs having a moderate mass ratio  $Q$  (that is  $0.01 < Q < 0.05$ )



**Fig. 2.** MASSIVE survey mean detection probability curves (*left*) and contour plot of detection probabilities (*right*) for several masses, as a function of semi-major axis.

only. With the limitations detailed below (see Sect. 3.2.2), this intermediate  $Q$  range would tentatively target objects formed via GI. For this second case, there is one detection in our sample (2MASS0103(AB)b). The median value for the MASSIVE targets is  $0.45 M_{\odot}$ , corresponding to  $22.5 M_{\text{Jup}}$  and  $4.5 M_{\text{Jup}}$  companion upper mass limit for  $Q = 0.05$  and  $Q = 0.01$  respectively. *Case 3.* We consider SCs with a very low mass ratio  $Q$ ,  $Q \leq 0.01$ . With the limitations detailed below (see Sect. 3.2.2), this very low  $Q$  range tentatively targets objects that more likely formed via CA. There are no detections of such low- $Q$  companions in the MASSIVE survey.

### 3.2.2. Companion frequencies for low-mass stars in MASSIVE

We use Eqs. (4) and (5) to determine the minimum and maximum value of the substellar companion frequency given a confidence level, respectively  $f_{\min}$  and  $f_{\max}$ , using Bayes rule and a binomial likelihood distribution (see Appendix A). In the case where no companion is detected in a given parameter range, we use Eq. (9) to determine  $f_{\max}$ . We use both natural conjugate priors and uniform priors. Using a uniform prior is a strong hypothesis in terms of planet frequency probability distribution, and a hypothesis that is rather discrepant with the relatively low observed giant planet frequency. We nevertheless use it to compare our results with published ones which generally use it, mostly because uniform prior does not use any observational information, in other words it is fixed regardless of the data. Note also that the flat prior is not an uninformative prior. We also use our observational constraints by estimating a natural conjugate prior (see Appendix A) in our empirical Bayesian analysis. We consider that this conjugate prior is better adapted to our analysis than the uniform prior because it is much more consistent with observations.

Our statistical results concerning the MASSIVE survey are reported in Table D.6, Figs. D.1 and D.2. The figures show the frequency distributions derived considering the whole mass and SMA ranges, ie  $[0.5, 80] M_{\text{Jup}}$  and  $[0.5, 1000]$  AU. These parameter ranges are not optimal for our analysis (cf. Sect. 3.1) but present the advantages to show how sensitive the frequency distributions are with respect to the parameters choice. The results that we report in the next sections are based on the use of optimized parameters ranges (cf. Sect. 3.1). We find that  $2.3^{+2.9}_{-0.7}\%$

(68% CL) of our low-mass stars host at least one giant planet in the mass range  $2\text{--}14 M_{\text{Jup}}$  and SMA range  $8\text{--}400$  AU. To derive this value, we use the natural conjugate prior and took into account the detection of the 2MASS0103 system. When we consider the same SMA range and a broader mass range, that is  $2\text{--}80 M_{\text{Jup}}$ , we find that  $4.4^{+3.2}_{-1.3}\%$  of our low-mass stars host at least one SC (68% CL, case 1), using a natural conjugate prior and considering the detection of 2MASS0103(AB)b and 2M1207b. The frequency distributions are wider when considering the uniform prior instead of the conjugate prior (see Table D.6, Figs. D.1 and D.2): the lower value does not change significantly, which is due to the fact that uniform priors assume more numerous planets, while conjugate priors use the observations that revealed few companions.

Our frequencies are lower for cases 2 and 3 which is expected because cases 2 and 3 companions are subsamples of case 1 companions. We derive that  $2.5^{+3.1}_{-0.8}\%$  of the low-mass stars host at least one SC (68% CL, case 2:  $2 M_{\text{Jup}} < M < 80 M_{\text{Jup}}$  and  $0.01 \leq Q \leq 0.05$ ), the fraction range is  $[0\%, 2.6\%]$  for case 3 ( $1 M_{\text{Jup}} < M < 80 M_{\text{Jup}}$  and  $Q \leq 0.01$ ).

### 3.2.3. Strengths and limitations of our approach

Our objective is to derive the planet frequency around low-mass stars and compare this value with the frequency of planets orbiting high-mass stars (see Sect. 4). In the present analysis, we focus on the mass ratio  $Q$  between the planets and their host stars instead of their masses, since the resulting  $Q$  can significantly differ if considering low-mass or high-mass stars. For instance, while  $Q$  is around 20% for the 2M1207 system, its value is less than 1% for the  $\beta$  Pictoris system (Lagrange et al. 2010), more than an order of magnitude smaller, while the companion masses are comparable. This issue is particularly important since planetary formation mechanisms that take place in a protostellar disc (such as CA and GI) directly depend on the disc mass and hence on the stellar mass (Andrews et al. 2013). Formation scenarios are probably more sensitive to  $Q$  than to the mass of the companion. Indeed, CA is not expected to form planets with a mass ratio greater than a few percents (e.g., Mordasini et al. 2012). In contrast, GI has difficulties to form low  $Q$  companions and tends to form only companions with higher  $Q$ , such as brown dwarfs or even low-mass stars (e.g., Dodson-Robinson et al. 2009; Vorobyov 2013).

However, the mass ratio needs to be used with caution, because it sometimes corresponds to companion mass ranges where survey sensitivities are low (e.g. for  $Q < 0.01$ , see “case 3” below, around low-mass stars). Another shortfall of using the mass ratio to extract observational constraints on companion formation mechanisms is that even though the range where each formation mechanism takes place is qualitatively clear (CA at low  $Q$ , GI at moderate  $Q$  and stellar formation mechanisms for high  $Q$ ), they would likely overlap (e.g., Reggiani et al. 2016). Nevertheless, the semi-arbitrary limits in the  $Q$  interval we retain for “case 2” ( $0.01 < Q < 0.05$ ) accommodate both our goals of probing the range of “intermediate  $Q$ ”, and of probing the range of mass where our observational constraints are relevant. Moreover, in case 2, where  $Q = 0.05$  and the host star mass is  $2 M_{\odot}$  (the typical mass of an A-type star), we should include companions of up to  $100 M_{\text{Jup}}$  that are cut by our additional limit in absolute mass of  $80 M_{\text{Jup}}$ . Thus, the fraction  $f$  of the most massive stars hosting SCs is underestimated for case 2. That limitation cannot be avoided when comparing planet imaging surveys of low-mass stars and more massive hosts whether or not using mass ratio. Moreover, depending on the mass ratio, the statistical significance of each observation (that is the probability to detect a companion) is taken into account, depending on the considered mass ratio. For instance, a young late-M dwarf with a mass of  $0.1 M_{\odot}$  would have a high statistical significance in case 1 because contrast around faint stars is usually favorable. On the contrary, this late-M dwarf would have a very low significance for case 3 ( $Q < 0.01$ ) because only planets lower than  $1 M_{\text{Jup}}$  would be taken into account, and our observations are only marginally sensitive to these masses. Despite these limitations, using the  $Q$  approach is an improvement over the common approach that consists of using only masses.

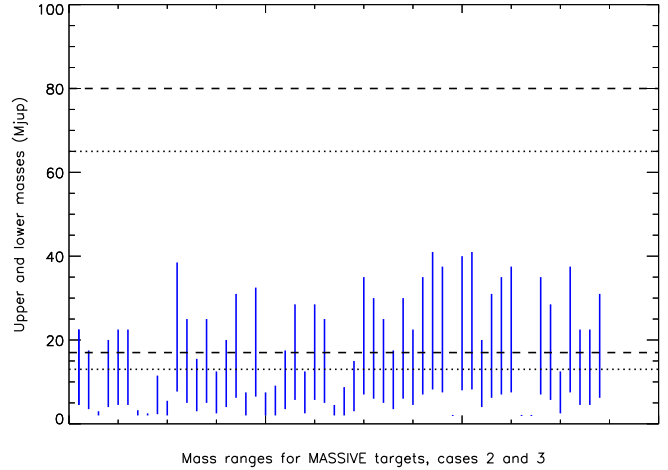
#### 4. Impact of the stellar mass on the planet frequencies

In this section, we test the dependence of planet occurrence rate with respect to stellar mass (to identify possible population differences). To do so, we compare the planet frequencies found for the low-mass stars in MASSIVE to the ones corresponding to higher mass stars in Rameau et al. (2013b), which we derive using the same statistical formalism.

The sample that we use for comparison is made of 37 A to F type stars that are young ( $< 100$  Myr), nearby ( $< 65$  pc), and bright ( $K < 7$  mag)<sup>2</sup>.

Both surveys (MASSIVE and A-F type stars survey) share roughly the same sample selection criteria (distance, age). The data were obtained, reduced and analyzed with the same tools so that relative biases are limited. The sensitivity of each survey is different which is properly handled by our statistical formalism see Fig. 4). In the following, we refer the MASSIVE targets as low-mass stars (hereafter LMS), and the A-F type stars as high-mass stars (hereafter HMS).

<sup>2</sup> The star around which a new planet has been imaged (51 Eri b Macintosh et al. 2015) belongs to the A-F stars survey. However, the analysis led by Rameau et al. (2013b) takes into account the non-detectability of this planet (with the 2013 data) in the frequency derivation, so that this value is not affected by this new discovery.



**Fig. 3.** Representation of the mass ranges considered for each of our MASSIVE targets (each vertical line represents one target). The upper dashed (respectively dotted) lines represent the upper mass limit for typical A ( $1.7 M_{\odot}$ ; respectively F,  $1.3 M_{\odot}$ ) type stars, and the lowest lines are the lower mass limits for these typical A–F type stars. We limit our study to the planet and brown dwarf mass domain, we therefore fix the upper mass limit to  $80 M_{\odot}$ .

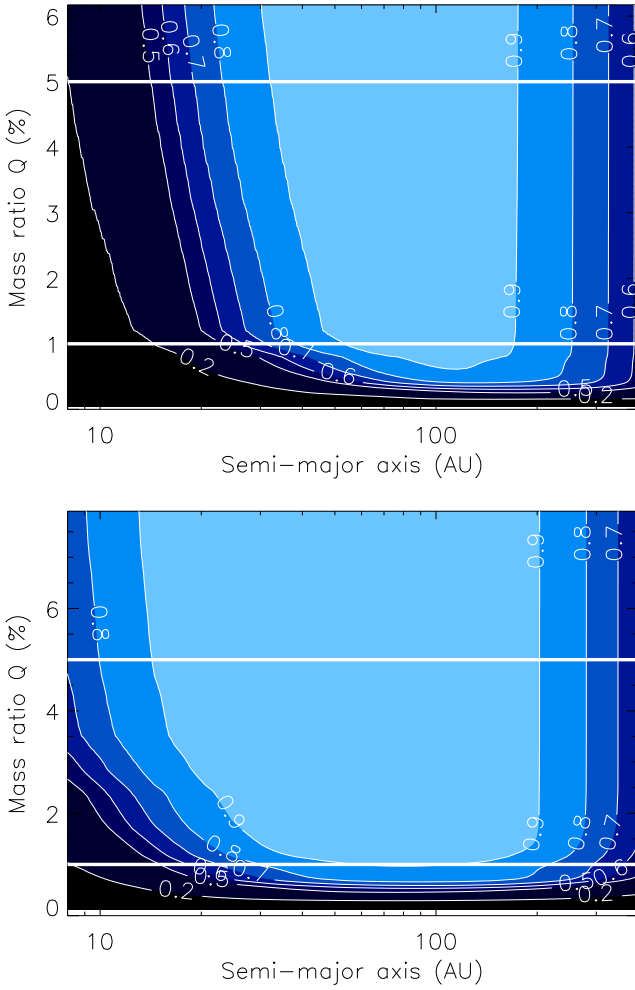
#### 4.1. LMS and HMS companion frequency comparisons

As a first step, we use the Kolmogorov-Smirnov (KS) test to establish if the probability distributions of the SC frequency derived from each survey are similar or not. If the KS statistic is high, it hints that the two observed companion frequency distributions originate from distinct populations. Such a difference would be indicative of different companion populations as a function of the stellar mass. We use here the KS test to compare probability distributions that artificially count thousands of stars that KS test considers as “observations”. This means that the KS approach is only qualitatively relevant and cannot be used to provide quantitative probabilities. Deriving such quantitative probabilities is the purpose of the next section.

*Case 1.* Actual detections corresponding to this case are made around 2MASS0103(AB) and 2M1207 for the LMS survey, and  $\beta$  Pictoris, HR 8799 and HIP 95261 for the HMS survey (cf. Fig. D.4). We find (see Fig. D.3) that  $4.4^{+3.2}_{-1.3}\%$  (at 68% CL) of low-mass stars host at least one SC, while this fraction is  $10.8^{+5.7}_{-2.9}\%$  for HMS<sup>3</sup>. This difference might be significant, as it is associated to a high KS statistic (0.71).

*Case 2.* We consider the detection of two systems; 2MASS0103(AB) for the LMS survey and HIP 95261 for the HMS survey. We find (see Fig. D.3) that the 68% confidence level (CL) companion frequency ranges are [1.7%, 5.6%] for LMS and [2.4%, 7.9%] for HMS. We find a KS statistic of 0.23. In Fig. 3, we summarize the mass ranges considered in case 2, and the overlap between the LMS and the HMS surveys: for some stars, there is very little overlap or no overlap at all, depending on their mass. This is the case for the late M dwarfs

<sup>3</sup> The results we obtain for the HMS survey give a lower planetary frequency than those obtained by Rameau et al. (2013b). Using the same data, they found a probability of  $16.1^{+8.7}_{-5.3}\%$  at 68% confidence level and considering PMCs ([1, 13]  $M_{\text{Jup}}$ ) at [1, 1000] AU, and they considered two detections, while we find a lower frequency ( $10.8^{+5.7}_{-2.9}\%$  for case 1). However, the [mass, semi-major axis] domain we consider focuses only on the range of parameters where the MASSIVE sensitivity is high. Moreover the error bars on our derived frequencies are smaller since we used a natural conjugate prior in our statistical formalism.



**Fig. 4.** Detection probability contours for the A-F survey (*top*) and MASSIVE (*bottom*) for several masses, as a function of semi-major axis. The two white lines correspond to the mass ratio limits for cases 2 and 3 (respectively  $0.01 < Q < 0.05$  and  $0.01 > Q$ ).

in MASSIVE, but our statistical formalism properly handles this, hence they are included even if their actual statistical contribution is marginal or null.

*Case 3.* No companion in the LMS survey fulfills the conditions of case 3, and for the HMS survey we include two systems ( $\beta$  Pictoris and HR 8799). We find that both distributions are well separated (see Fig. D.3) with a KS statistic of 0.82. We find that  $9.1^{+6.5}_{-2.7}\%$  of the HMS host at least one companion (with 68% CL), while less than 2.6% (68% CL) of the LMS host one companion.

#### 4.2. Relation between the SC frequency and the stellar mass

Results presented in Sect. 4.1 seem to qualitatively hint at the existence of two distinct populations of SCs around LMS and HMS. In this section, we quantitatively investigate the following question: are there two distinct populations of SCs, one for low-mass stars, and one for more massive stars?

To mitigate possible observational biases that would artificially enhance the inferred difference, we developed a Monte Carlo code that uses contrapositive logic to provide a conservative absolute probability of whether there are two distinct

populations of SCs, depending on the mass of the host star. The idea is to test if the KS statistics that we derive using our observations when comparing the MASSIVE and the A-F type star surveys are caused by the low number of detected planets, or truly distinct populations. Our rationale is the following: we assume that there is one unique underlying population of SCs by merging the two samples of stars to derive a single frequency distribution. Then, with the MC code, we test how likely it is that the random fluctuations in the observation of this single population can yield frequency distributions as different as our observations. The details of our code are described in Appendix B.

We report our results in Table D.7. We find a probability of 74.2% that there are two populations of SCs in case 1, 20.6% considering case 2, and 74.5% for case 3.

#### 4.3. Discussion

We compared the frequencies derived from the two surveys in the 3 different cases of the allowed star-planet mass ratio  $Q$  described above.

*Case 1* (any mass ratio is allowed). We derived SC frequencies of  $4.4^{+3.2}_{-1.3}\%$  for the LMS star sample and  $10.8^{+5.7}_{-2.9}\%$  for the HMS sample described in Rameau et al. (2013b). We found that in a single population there is only  $\sim 26\%$  chance to measure frequencies as distinct as we have. This translates to a  $\sim 74\%$  probability that these observations are not randomly drawn from a single population but represent two distinct planet population frequencies.

*Case 2* ( $0.01 < Q < 0.05$ ). We tentatively associated the intermediate mass ratios of Case 2 to planets more likely formed by GI. When comparing the low-mass and high-mass star SC frequencies, we found moderately strong statistical evidence that there are not distinct populations around low-mass and high-mass stars (see Fig. D.3), since we show that there is a  $\sim 79\%$  probability that a unique SC population could reproduce the observed distribution of SCs. However, the corresponding companion masses for low-mass and high-mass stars seem to be quite different; planetary mass companions for LMSs and mostly brown dwarfs for HMSs. Our results for case 2 hints the existence at large separations of an intermediate mass-ratio population of substellar companions that is almost absent in results of surveys probing short separations and whose frequency would not be correlated with stellar mass. However, our contrapositive logical approach starts by assuming the existence of such a single population. Therefore, the probability derived for the existence of two populations are conservative by construct (as for cases 1 and 3), while on the opposite the  $\sim 79\%$  of a unique population for case 2 is not. Our results only suggest that the existence of two distinct populations is not necessary to explain the data considered for case 2.

*Case 3* ( $Q \leq 0.01$ ). We found a  $\sim 75\%$  probability that two distinct populations of companions exist around LMSs and HMSs.

Given the sensitivity of our survey, we cannot exclude the possibility that less massive giant planets would be as frequent around LMSs as around HMSs. It is known that low-mass planets such as Neptune-like planet masses that form the bulk of gas-giant population around LMSs at short separations (see e.g., Bonfils et al. 2013), and a substantial population of super-Earths to Jupiter-mass planets are detected at moderate separations ( $\sim 0.5$ – $10$  AU) around LMSs using micro-lensing method (Cassan et al. 2012). Theoretical models of CA also indicate that the formation of giant planets at small separations

by CA is difficult around LMSs (Mordasini et al. 2012). If the same is true at large separations, then the frequency derived in this work are significantly lower than the actual frequency when the Neptune-like planets are also considered.

### Comparison with previous studies

We used a conjugate Bayesian prior which qualitatively assumes that since we found few giant exoplanets in the range we selected, low frequencies of exoplanets are more probable than high frequencies. This approach is different from that of Bowler et al. (2015) because 100% of our targets have been followed-up, providing perfect completeness in our subsequent statistical analysis which is not the case in Bowler et al. (2015). In contrast with this study, we found some statistical evidence for a correlation between the SC frequency and the stellar mass at large separations.

It is difficult to compare our results with those from other surveys because most of the time the parameter ranges considered are not exactly the same. We therefore applied our formalism by considering exactly the same domains of mass and semi-major axis as those probed by each of RV and DI (Montet et al. 2014), micro lensing and RV (Clanton & Gaudi 2014), and RV surveys (Bonfils et al. 2013). Table D.5 shows our companion frequencies for these ranges and those derived within these surveys. For our calculations, we considered a  $0.5 M_{\text{Sun}}$  star and an inclination of  $60^\circ$ . Our results are consistent with results described by Clanton & Gaudi (2014) and Bonfils et al. (2013). They reveal a tension at  $1.5\sigma$  with the results of Montet et al. (2014), that is of marginal significance.

## 5. Conclusion

We conducted an adaptive optics survey for exoplanets orbiting nearby young low mass stars using  $L'$ -band observations with NaCo at VLT. Two planetary mass companions were detected and previously reported (Delorme et al. 2013; Chauvin et al. 2004), but no additional companions were detected. From our significant data set (54 targets), we derived the planetary mass companion (and substellar companion) frequency, defined here by the probability that a star hosts at least one planetary (substellar) mass companion. We used Bayesian statistics with an optimized conjugate prior, and we selected the sub-range in planet mass and semi-major axes where our data provides the best information, so that our statistics does not consider parameter ranges where our survey is not sensitive to companions. Our range of interest corresponds to planets more massive than  $2 M_{\text{Jup}}$  and a semi-major axis between 8 and 400 AU. Using this range, we determined with a 68% confidence level that substellar companion frequency is  $4.4^{+3.2}_{-1.3}\%$ , and that planetary mass companion frequency is  $2.3^{+2.9}_{-0.7}\%$ . Considering all companions regardless of planet-to-star mass ratio, a Monte Carlo comparison between the substellar companion frequencies of the low-mass stars in the MASSIVE survey and a higher-mass A-F type star survey shows that there is a  $\sim 74\%$  probability that there are two distinct substellar companion populations, one orbiting around the low-mass stars and one orbiting around the higher-mass A-F type stars. We also found a  $\sim 75\%$  probability considering only low-mass ratios ( $Q < 1\%$ ). These results suggest that the frequency of imaged wide-orbit substellar companions is correlated with the stellar mass, in agreement with theoretical expectations (see e.g., Laughlin et al. 2004). For intermediate mass ratios ( $1\% < Q < 5\%$ ), the same comparison indicates a statistically

significant similarity between the substellar companion populations around the low-mass star and high-mass star samples. We acknowledge that our results showing that substellar companion frequency could be correlated to stellar mass are still moderately significant. We therefore need more observations to confirm this important result.

*Acknowledgements.* We thank the staff of ESO-VLT for their support at the telescope. We acknowledge support from the French National Research Agency (ANR) through the GuEPARD project grant ANR10-BLANC0504-01. We acknowledge financial support from ‘‘Programme National de Physique Stellaire’’ (PNPS) of CNRS/INSU, France. We thank Didier Fraix-Burnet for our discussions on statistics. The research of J.E.S. was supported by an appointment to the NASA Postdoctoral Program at NASA Ames Research Center, administered by Oak Ridge Associated Universities through a contract with NASA.

## References

- Adibekyan, V. Z., Figueira, P., Santos, N. C., et al. 2013, *A&A*, **560**, A51  
 Alibert, Y., Mordasini, C., & Benz, W. 2004, *A&A*, **417**, L25  
 Allard, F., Homeier, D., & Freytag, B. 2012, *Roy. Soc. Lond. Philosoph. Trans. Ser. A*, **370**, 2765  
 Allers, K. N., & Liu, M. C. 2013, *ApJ*, **772**, 79  
 Allers, K. N., Jaffe, D. T., van der Blik, N. S., Allard, F., & Baraffe, I. 2006, *ASP Conf. Ser.* 357, eds. L. Armus, & W. T. Reach, 77  
 Andrews, S. M., Rosenfeld, K. A., Kraus, A. L., & Wilner, D. J. 2013, *ApJ*, **771**, 129  
 Artigau, É., Gagné, J., Faherty, J., et al. 2015, *ApJ*, **806**, 254  
 Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2003, *A&A*, **402**, 701  
 Barenfeld, S. A., Bubar, E. J., Mamajek, E. E., & Young, P. A. 2013, *ApJ*, **766**, 6  
 Béjar, V. J. S., Osorio, M. R. Z., Pérez-Garrido, A., et al. 2009, in 15th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun, ed. E. Stempels, *AIP Conf. Ser.*, **1094**, 469  
 Binks, A. S., & Jeffries, R. D. 2014, *MNRAS*, **438**, L11  
 Bonavita, M., Chauvin, G., Desidera, S., et al. 2012, *A&A*, **537**, A67  
 Bonavita, M., Desidera, S., Thalmann, C., et al. 2016, *A&A*, **593**, A38  
 Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., et al. 2013, *A&A*, **549**, A109  
 Bonnefoy, M., Marleau, G.-D., Galicher, R., et al. 2014, *A&A*, **567**, L9  
 Boss, A. P. 2011, *ApJ*, **731**, 74  
 Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., & Tamura, M. 2015, *ApJS*, **216**, 7  
 Burgasser, A. J., Simcoe, R. A., Bochanski, J. J., et al. 2010, *ApJ*, **725**, 1405  
 Cameron, A. G. W. 1978, *Moon and Planets*, **18**, 5  
 Carson, J. C., Kern, B. D., Trauger, J. T., & Breckinridge, J. B. 2006, in *SPIE Conf. Ser.*, **6265**  
 Cassan, A., Kubas, D., Beaulieu, J.-P., et al. 2012, *Nature*, **481**, 167  
 Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., et al. 2004, *A&A*, **425**, L29  
 Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., et al. 2005, *A&A*, **438**, L25  
 Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Bonavita, M., et al. 2010, *A&A*, **509**, A52  
 Clanton, C., & Gaudi, B. S. 2014, *ApJ*, **791**, 91  
 Currie, T., Daemgen, S., Debes, J., et al. 2014, *ApJ*, **780**, L30  
 Daemgen, S., Siegler, N., Reid, I. N., & Close, L. M. 2007, *ApJ*, **654**, 558  
 Delorme, P., Lagrange, A. M., Chauvin, G., et al. 2012, *A&A*, **539**, A72  
 Delorme, P., Gagné, J., Girard, J. H., et al. 2013, *A&A*, **553**, L5  
 Dodson-Robinson, S. E., Veras, D., Ford, E. B., & Beichman, C. A. 2009, *ApJ*, **707**, 79  
 Ducourant, C., Teixeira, R., Galli, P. A. B., et al. 2014, *A&A*, **563**, A121  
 Dupuy, T. J., Liu, M. C., & Ireland, M. J. 2014, *ApJ*, **790**, 133  
 Elliott, P., Huélamo, N., Bouy, H., et al. 2015, *A&A*, **580**, A88  
 Fuhrmeister, B., & Schmitt, J. H. M. M. 2003, *A&A*, **403**, 247  
 Gagné, J., Faherty, J. K., Cruz, K., et al. 2014a, *ApJ*, **785**, L14  
 Gagné, J., Lafrenière, D., Doyon, R., Malo, L., & Artigau, É. 2014b, *ApJ*, **783**, 121  
 Gagné, J., Faherty, J. K., Cruz, K. L., et al. 2015a, *ApJS*, **219**, 33  
 Gagné, J., Lafrenière, D., Doyon, R., Malo, L., & Artigau, É. 2015b, *ApJ*, **798**, 73  
 Gauza, B., Béjar, V. J. S., Pérez-Garrido, A., et al. 2015, *ApJ*, **804**, 96  
 Ireland, M. J., Kraus, A., Martinache, F., Law, N., & Hillenbrand, L. A. 2011, *ApJ*, **726**, 113  
 Itoh, Y., Hayashi, M., Tamura, M., et al. 2005, *ApJ*, **620**, 984  
 Kasper, M., Apai, D., Janson, M., & Brandner, W. 2007, *A&A*, **472**, 321  
 Kastner, J. H., Huenemoerder, D. P., Schulz, N., et al. 1997, *BAAS*, **29**, 1361  
 Kraus, A. L., Ireland, M. J., Cieza, L. A., et al. 2014a, *ApJ*, **781**, 20  
 Kraus, A. L., Shkolnik, E. L., Allers, K. N., & Liu, M. C. 2014b, *AJ*, **147**, 146  
 Kuzuhara, M., Tamura, M., Kudo, T., et al. 2013, *ApJ*, **774**, 11

- Lafrenière, D., Marois, C., Doyon, R., Nadeau, D., & Artigau, É. 2007, *ApJ*, **660**, 770
- Lagrange, A.-M., Bonnefoy, M., Chauvin, G., et al. 2010, *Science*, **329**, 57
- Lambrechts, M., & Johansen, A. 2012, *A&A*, **544**, A32
- Laughlin, G., Bodenheimer, P., & Adams, F. C. 2004, *ApJ*, **612**, L73
- Lenzen, R., Hartung, M., Brandner, W., et al. 2003, in *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes*, eds. M. Iye, & A. F. M. Moorwood, *SPIE Conf. Ser.*, **4841**, 944
- Lowrance, P. J., Schneider, G., Kirkpatrick, J. D., et al. 2000, *ApJ*, **541**, 390
- Luhman, K. L., Stauffer, J. R., & Mamajek, E. E. 2005, *ApJ*, **628**, L69
- Luhman, K. L., Wilson, J. C., Brandner, W., et al. 2006, *ApJ*, **649**, 894
- Luhman, K. L., Mamajek, E. E., Allen, P. R., Muench, A. A., & Finkbeiner, D. P. 2009, *ApJ*, **691**, 1265
- Macintosh, B., Graham, J. R., Barman, T., et al. 2015, *Science*, **350**, 64
- Makarov, V. V., & Urban, S. 2000, *MNRAS*, **317**, 289
- Malo, L., Doyon, R., Lafrenière, D., et al. 2013, *ApJ*, **762**, 88
- Malo, L., Artigau, É., Doyon, R., et al. 2014a, *ApJ*, **788**, 81
- Malo, L., Doyon, R., Feiden, G. A., et al. 2014b, *ApJ*, **792**, 37
- Mamajek, E. E., & Bell, C. P. M. 2014, *MNRAS*, **445**, 2169
- Marois, C., Lafrenière, D., Doyon, R., Macintosh, B., & Nadeau, D. 2006, *ApJ*, **641**, 556
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., et al. 2008, *Science*, **322**, 1348
- Marois, C., Macintosh, B., & Véran, J.-P. 2010, in *SPIE Conf. Ser.*, **7736**
- Mayor, M., & Queloz, D. 1995, *Nature*, **378**, 355
- Montet, B. T., Crepp, J. R., Johnson, J. A., Howard, A. W., & Marcy, G. W. 2014, *ApJ*, **781**, 28
- Mordasini, C., Alibert, Y., Benz, W., Klahr, H., & Henning, T. 2012, *A&A*, **541**, A97
- Naud, M.-E., Artigau, É., Malo, L., et al. 2014, *ApJ*, **787**, 5
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icarus*, **124**, 62
- Pueyo, L., Soummer, R., Hoffmann, J., et al. 2015, *ApJ*, **803**, 31
- Rameau, J., Chauvin, G., Lagrange, A.-M., et al. 2013a, *ApJ*, **772**, L15
- Rameau, J., Chauvin, G., Lagrange, A.-M., et al. 2013b, *A&A*, **553**, A60
- Reggiani, M., Meyer, M. R., Chauvin, G., et al. 2016, *A&A*, **586**, A147
- Riaz, B., Gizis, J. E., & Harvin, J. 2006, *AJ*, **132**, 866
- Rice, E. L., Barman, T., Mclean, I. S., Prato, L., & Kirkpatrick, J. D. 2010, *ApJS*, **186**, 63
- Riedel, A. R., Finch, C. T., Henry, T. J., et al. 2014, *AJ*, **147**, 85
- Riedel, A. R., et al. 2016, *AJ*, **submitted**
- Rodriguez, D. R., Zuckerman, B., Kastner, J. H., et al. 2013, *ApJ*, **774**, 101
- Rousset, G., Lacombe, F., Puget, P., et al. 2003, in *Adaptive Optical System Technologies II*, eds. P. L. Wizinowich, & D. Bonaccini, *SPIE Conf. Ser.*, **4839**, 140
- Schlieder, J. E. 2011, Ph.D. Thesis, State University of New York at Stony Brook, 73
- Schlieder, J. E., Lépine, S., & Simon, M. 2012, *AJ*, **144**, 109
- Schneider, A., Song, I., Melis, C., Zuckerman, B., & Bessell, M. 2012, *ApJ*, **757**, 163
- Shkolnik, E. L., Liu, M. C., Reid, I. N., Dupuy, T., & Weinberger, A. J. 2011, *ApJ*, **727**, 6
- Shkolnik, E. L., Anglada-Escudé, G., Liu, M. C., et al. 2012, *ApJ*, **758**, 56
- Soummer, R., Pueyo, L., & Larkin, J. 2012, *ApJ*, **755**, L28
- Todorov, K., Luhman, K. L., & McLeod, K. K. 2010, *ApJ*, **714**, L84
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2008, *Young Nearby Loose Associations*, ed. Reipurth, B., 757
- Udalski, A., Zebrun, K., Szymanski, M., et al. 2002, *Acta Astron.*, **52**, 115
- Vigan, A., Patience, J., Marois, C., et al. 2012, *A&A*, **544**, A9
- Vorobyov, E. I. 2013, *A&A*, **552**, A129
- Wahhaj, Z., Liu, M. C., Biller, B. A., et al. 2011, *ApJ*, **729**, 139
- Webb, R. A., & Zuckerman, B. 1999, *BAAS*, **31**, 1416
- Weinberger, A. J., Anglada-Escudé, G., & Boss, A. P. 2013, *ApJ*, **762**, 118
- Wolszczan, A., & Frail, D. A. 1992, *Nature*, **355**, 145
- Zuckerman, B., & Webb, R. A. 2000, *ApJ*, **535**, 959
- Zuckerman, B., Song, I., & Bessell, M. S. 2004, *ApJ*, **613**, L65

## Appendix A: Statistical analysis

Our statistical formalism is based on works by Carson et al. (2006), Lafrenière et al. (2007), Vigan et al. (2012), and Rameau et al. (2013b).

Let us consider  $N$ , the total number of stars in a survey. From our detection limit analysis described in the text, the mean detection probability to find a companion of a given mass at a given semi-major axis, around a given target  $j$  of a survey is  $p_j$ .  $p_j$  is derived from the 2D detection limit maps. We denote  $f$  the fraction of stars around which there is at least one planet, with a mass included in the interval  $[m_{\min}, m_{\max}]$ , and for separations inside the interval  $[a_{\min}, a_{\max}]$ .  $fp_j$  is the probability to detect a PMC around the star  $j$  given its mean detection probability  $p_j$  and the fraction of stars  $f$ , and  $1 - fp_j$  is the probability not to find it. The detections and non-detections that are reported for a survey are denoted  $\{d_j\}$ :  $d_j = 1$  for stars around which we found a planet, and 0 otherwise. The likelihood function of the data from which we can find  $f$  is  $L(\{d_j\}|f)$ , which is the product of each Bernoulli event: this represents the probability model that gives  $\{d_j\}$  given the planet fraction  $f$ .

$$L(\{d_j\}|f) = \prod_{j=1}^N (1 - fp_j)^{1-d_j} \times (fp_j)^{d_j} \quad (\text{A.1})$$

Bayes' theorem provides the probability density of  $f$ , the fraction of stars hosting at least one PMC given the observed data  $\{d_j\}$ : this probability density is the posterior distribution that represents the distribution of  $f$  given the observed data  $\{d_j\}$ .

$$P(f|\{d_j\}) = \frac{L(\{d_j\}|f)P(f)}{\int_0^1 L(\{d_j\}|f)P(f)df} \quad (\text{A.2})$$

Where  $P(\{d_j\}) = \int_0^1 L(\{d_j\}|f)P(f)df$  is called the marginalized likelihood.

Once  $f$  is calculated, we determine the interval  $[f_{\min}, f_{\max}]$  of  $f$  for a confidence level  $CL$  as:

$$CL = \int_{f_{\min}}^{f_{\max}} P(f|\{d_j\})df \quad (\text{A.3})$$

An easier way to find  $f_{\min}$  and  $f_{\max}$  is to split the former equation into two others:

$$\frac{1 - CL}{2} = \int_{f_{\max}}^1 P(f|\{d_j\})df \quad (\text{A.4})$$

$$\frac{1 - CL}{2} = \int_0^{f_{\min}} P(f|\{d_j\})df \quad (\text{A.5})$$

In case of a null detection, the likelihood function is approximated using Poisson statistics:

$$L(\{d_j\}|f) = \prod_{j=1}^N e^{-fp_j} \quad (\text{A.6})$$

Moreover, for such a null detection,  $f_{\min} = 0$  and  $f_{\max}$  is given by:

$$f_{\max} = \frac{-\ln(1 - CL)}{N \langle p_j \rangle} \quad (\text{A.7})$$

In the Eq. (4),  $P(f)$  is called the prior distribution. This prior is a distribution reporting any preexisting belief concerning the

distribution of  $f$ . A first approach is to consider the prior distribution as a uniform distribution,  $P(f) = 1$ . Another possibility is to define  $P(f)$  as the natural conjugate prior of  $P(f|\{d_j\})$ : in that case, the prior and posterior distributions are from the same distribution family. Here, the posterior distribution is a Bernoulli distribution represented by a Beta function B:

$$P(f) = \frac{(fp_j)^{\alpha-1}(1 - fp_j)^{\beta-1}}{B(\alpha, \beta)} \quad (\text{A.8})$$

$\alpha$  and  $\beta$  are hyperparameters that can be fixed. We can then choose these hyperparameters such that  $P(f)$  is mathematically identical to  $L(\{d_j\}|f)$ :

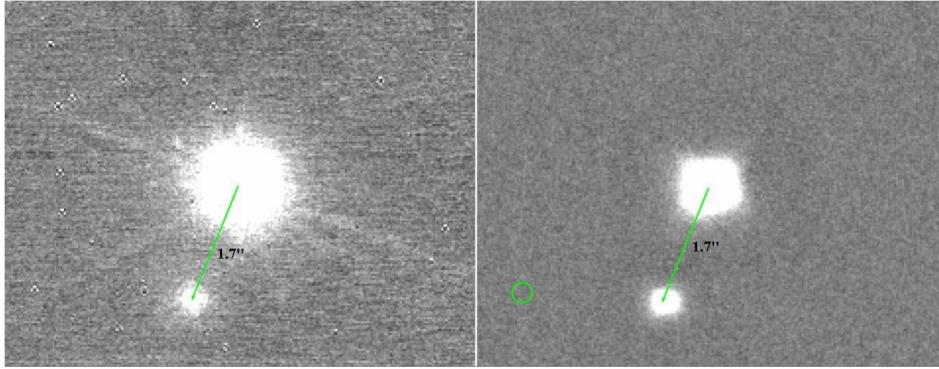
$$P(f) = L(\{d_j\}|f) \propto \prod_{j=1}^N (1 - fp_j)^{1-d_j} \times (fp_j)^{d_j} \quad (\text{A.9})$$

Even if the mathematical forms of  $P(f)$  and  $L(\{d_j\}|f)$  are identical,  $P(f)$  is a continuous function of  $f$  given  $\{d_j\}$ , while  $L(\{d_j\}|f)$  is a discrete function of  $\{d_j\}$  given  $f$ .

## Appendix B: Details on Monte Carlo methods using contrapositive logic

The following steps describe our Monte Carlo approach to determine the probability of a single giant planet population around the studied samples of low-mass and high-mass stars.

- 0/ Before running our MC code, we calculate the Kolmogorov-Smirnov statistic for each case (see Table D.7).
- 1/ First, we consider for each case both surveys and all the detections we have as if LMS and HMS belonged to the same survey. Thus, we consider here only one population of SCs. We then derive the frequency of SCs for each case (cf. Fig. D.4).
- 2/ Second, using the merged distribution derived in 1/, we chose randomly the frequency  $f$ , for each case, that corresponds to the frequency of stars hosting at least one SC. We do it for 10 000 iterations.
- 3/ Then, we attribute randomly to each star (for both surveys) zero or at least one substellar companion, using the frequency derived in 2/.
- 4/ If at least one substellar companion has been attributed to a star, we calculate if it has been detected using the mean probability to detect it around the considered star. Thus, after allocating each star to the survey it initially belonged to, each survey ends with  $n_1$  and  $n_2$  detections (respectively for the LMS and the HMS surveys).
- 5/ Once each original survey has been attributed  $n_1$  and  $n_2$  detections, we derive the frequency of SCs for the LMS and the HMS surveys, as we did previously. Then, we find two frequency ranges (for the LMS and the HMS surveys), that we will use in 6/ to know the extent to which both distributions, and thus populations, are different.
- 6/ We derive the Kolmogorov-Smirnov statistic and its associated probability for all the iterations, for each case, using the frequency ranges found in 5/. We then count how many times the KS statistic is higher than the KS statistic derived for each case (cf. Table D.7): thus, we derive the probability  $P$  that we can identify two distinct populations of SCs by chance when only one population would actually exist.
- 7/ We derive then the probability that there are two distinct populations of SCs when considering two distinct surveys at the beginning ( $1 - P$ ).



**Fig. C.1.** *Left:* J0854 A and B data from January 2006, using NaCo and the  $K_S$  band. *Right:* J0854 A and B in November 2012, using NaCo in the  $L'$  band. The green arrow indicates the position of the companion in 2006, and the green circle displays the expected position of J0854 (AB) C if it were a background field star. East is left and North is up.

**Table C.1.** Radial velocities ( $\text{km s}^{-1}$ ) obtained with HARPS.

Observation dates	Primary RV	Secondary RV	$V_\gamma$
2013-12-05	82.9	4.3	44.6
2014-02-16 (1)	28.4	62.9	45.2
2014-02-16 (2)	2.7	89.3	44.9

### Appendix C: 2MASS J08540240–3051366

This target was identified as a probable young star by FS2003 (Fuhrmeister & Schmitt 2003). We used the BANYAN II Bayesian analysis tool (Gagné et al. 2015b) to assess whether it is a probable member of a young moving group. Using the proper motion that we measured from the 2MASS and AllWISE astrometry epochs ( $\mu_\alpha \cos \delta = -275.3 \pm 5.5$ ;  $\mu_\delta = -14.7 \pm 6.1$ ) with its sky position and 2MASS and AllWISE photometry, we obtained a 89% membership probability to the  $\beta$  Pictoris moving group (BPMG), associated with a 38% probability for it to be an unresolved binary star. The statistical distance and radial velocity (RV) associated with a membership to  $\beta$  Pictoris are  $10.9 \pm 1.2$  pc and  $15.6 \pm 1.7$   $\text{km s}^{-1}$ , respectively.

We observed the star with NaCo in November, 2012 (090.C-0698(A)) and obtained additional NaCo observations from the ESO archive observed in January 2006. After data reduction and analysis, we identified a moving companion orbiting this target (see Fig. C.1). We measured absolute magnitudes of  $L' = 9.50 \pm 0.05$ ,  $K_S = 10.03 \pm 0.01$ ,  $H = 10.44 \pm 0.01$ , and  $J = 11.05 \pm 0.03$  for the companion, which orbits at a separation of  $\approx 26$  AU from its host star ( $\approx 1.7$  as with a position angle of  $158.7 \pm 0.3^\circ$  from the  $L'$ -band data, and  $156.2 \pm 0.3^\circ$  from the  $K_S$ -band data). The NIR colors of the companion are both consistent with a field-age or a young object, hence the photometric NaCo data cannot further constrain its age.

We subsequently obtained NIR spectra for the host and companion using FLAMINGOS II (GS-2013B-Q-79, PI: J. Gagné) and SINFONI (292.C-5036A, PI: J. Lannier), which allowed us to assign a spectral type of M4 to the host star. This NIR spectrum did not allow us to place constraints on the age of the host star. Contrary to the BANYAN II prediction according to which the companion would be a probable young object near the planetary-mass boundary, its NIR spectrum is similar to M8 field stars, with no apparent signs of low gravity. The spectral types mentioned above were obtained using the visual classification method described by Gagné et al. (2015b, BANYAN VII), and are both associated with an uncertainty of 0.5 subtypes.

In addition to the observations mentioned above, we obtained three high-resolution optical spectra ( $R \approx 115\,000$ ;  $3800\text{--}6900\text{ \AA}$ ) of the host star with the HARPS spectrograph located at the 3.6 m ESO telescope at La Silla observatory (LP192.C-0224, PI: Lagrange), in order to measure its systemic RV and improve our BANYAN II membership probability assessment. We used the automated HARPS Data Reduction System to obtain a first RV measurement estimate, and identified high-amplitude variations of the order of several tens of  $\text{km s}^{-1}$  in the RV signal. The cross-correlation functions (CCF) associated with these spectra show two peaks, indicative of a double-lined spectroscopic binary (SB2). The  $H_\alpha$  emission line also displays a double-peak shape.

We found that the two peaks of the CCF display significantly different depths, which allowed us to distinguish between the two components of the SB2 host star and to retrieve individual RV measurements. These values are summarized Table C.1. For each component, the measurement RV corresponds to the sum of the absolute RV of the binary  $V_\gamma$  and that of the relative RV of the component with respect to  $V_\gamma$ . The relative RV is proportional to the phase of the binary system motion; we can thus obtain measurement of  $V_\gamma$  using each spectrum. The values that we obtain are summarized in Table C.1. We take the mean value of these three systemic RV measurement to obtain  $V_\gamma = 45 \pm 1$   $\text{km s}^{-1}$ , where the error is an empirical estimate.

These new observations strongly reject any possible membership to BPMG, both in terms of age and kinematics. The lack of low-gravity features in the NIR spectrum of the M8-type companion 2MASS J0854 (AB) C constrains the age of the system at  $\geq 250$  Myr (Allers & Liu 2013), whereas the systemic RV measurements reduces the Bayesian probability of a membership to any young moving group to zero using BANYAN II (i.e., TW Hydrae, BPMG, Tucana-Horologium, Carina, Columba, Argus, and AB Doradus). We have used a new Bayesian analysis tool that includes more moving groups and associations (BANYAN-M; J. Gagné et al., in prep., see also A. Riedel et al. 2016) to further reject any possible membership to the

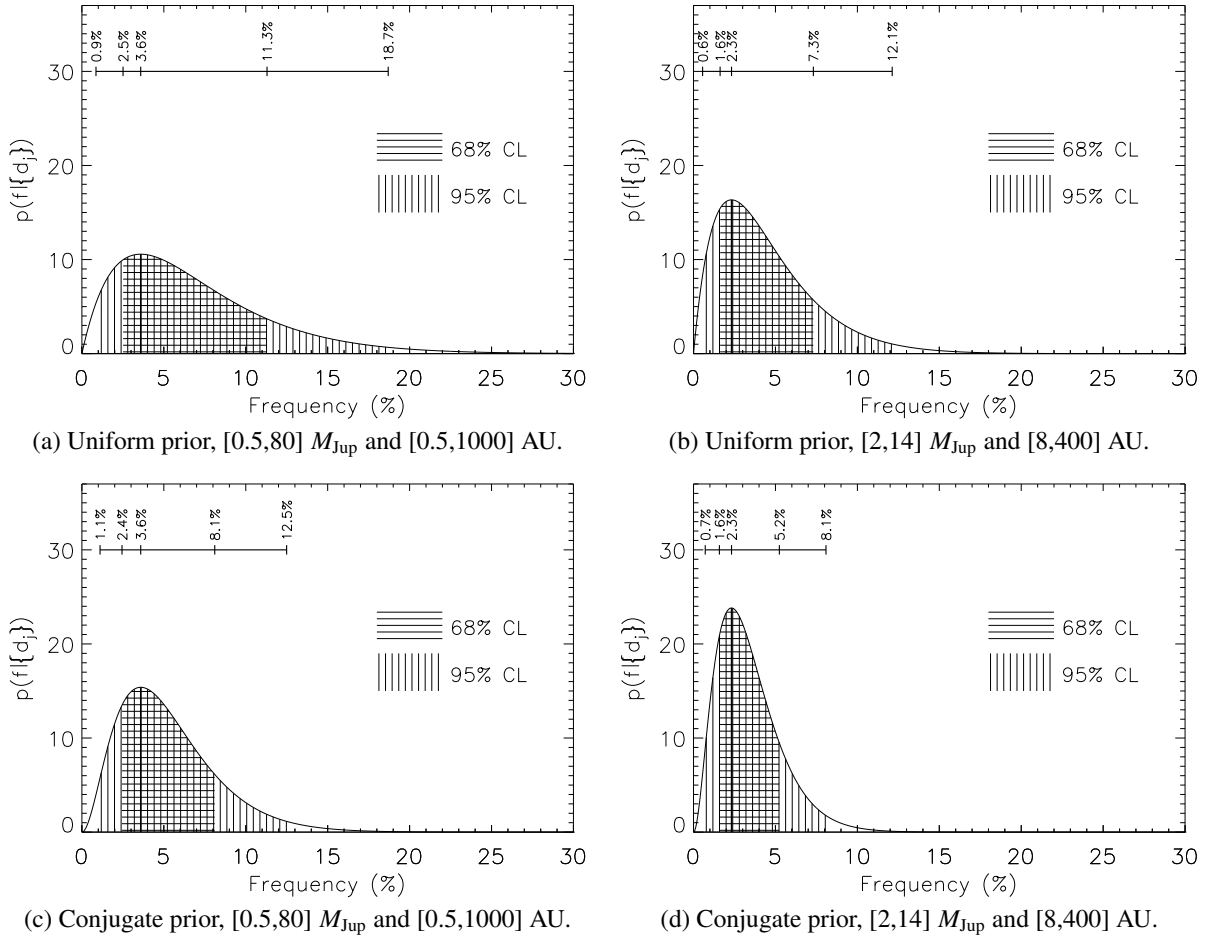


Hercules-Lyrae, Carina-Near, Ursa Major, 32 Ori, Alessi 13,  $\epsilon$  Cha,  $\eta$  Cha, Coma Berenices associations and moving groups, as well as to the Pleiades association.

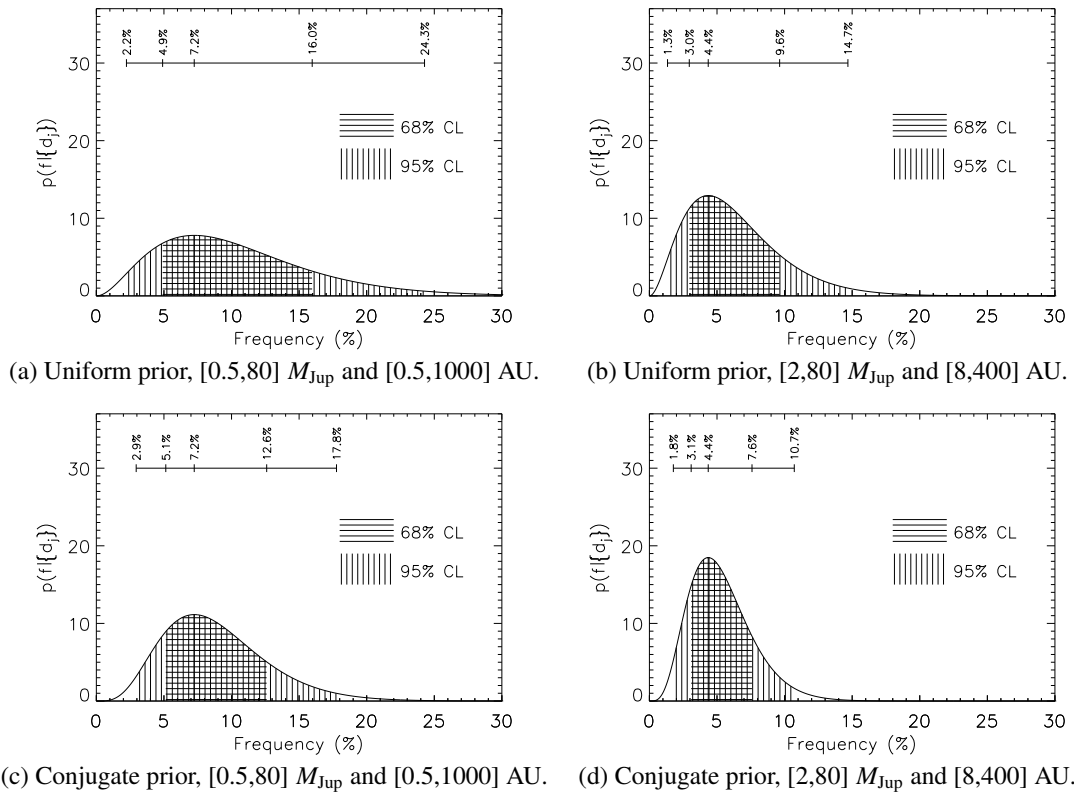
The binary nature of the host star 2MASS J0854 (AB) reconciles the spectral type of the companion that seemed too early with respect to its contrast ratio to the host star. This system is thus in all likelihood a field-age SB2 binary M4-type host star with a wide-separation M8-type stellar companion that

display a proper motion similar to BPMG members by pure chance. Such interlopers are expected in BANYAN II candidate members (e.g., see Gagné et al. 2014a, BANYAN II), which outlines the necessity of obtaining full kinematics and youth indications before declaring an object as a new bona fide member of a young moving group. We have thus excluded the 2MASS J0854 (AB) C system from our survey statistic analysis described in Sect. 3.

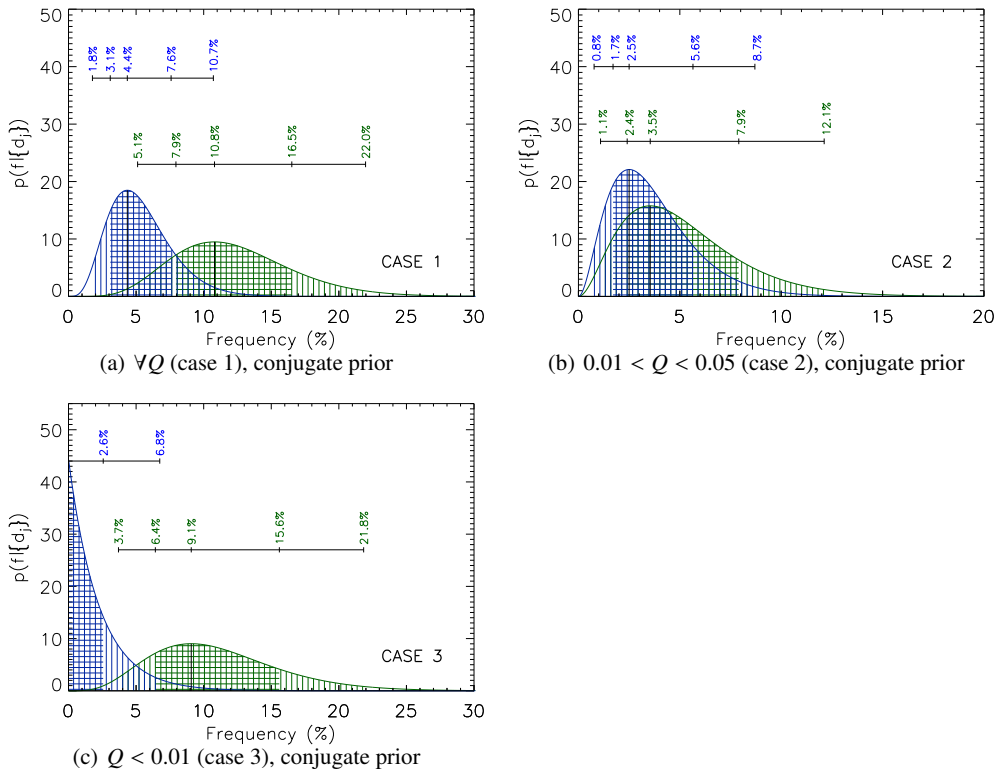
### Appendix D: Additional material



**Fig. D.1.** Fractions of low-mass stars in MASSIVE hosting SCs (*left*) and PMCs (*right*) for different [mass, SMA] ranges, and priors. We take into account the only detection of a PMC around 2MASS0103(AB).



**Fig. D.2.** Fractions of low-mass stars in MASSIVE hosting SCs for different [mass, SMA] ranges, and priors. We take into account the detection of a PMC around 2MASS0103(AB) and 2M1207.



**Fig. D.3.** Comparisons of the frequency distributions as function of stellar mass calculated for the three cases described in the text, considering low-mass (blue) and higher mass (green) stars.

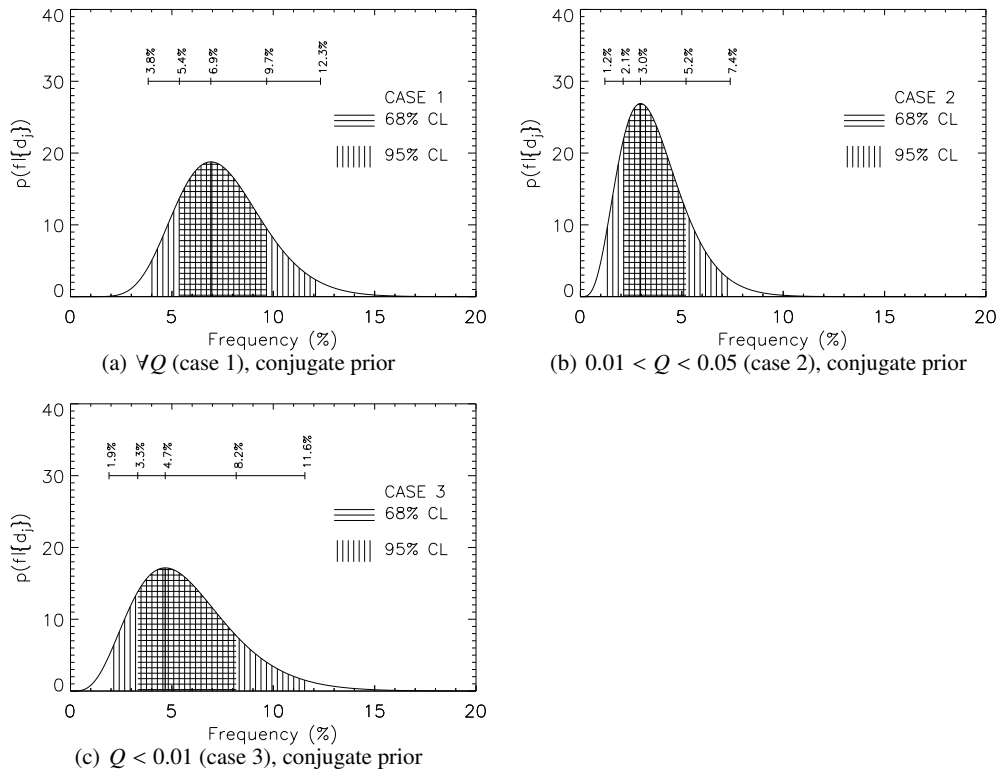


Fig. D.4. Companion frequency distribution for the three cases considered in the text derived from the merging of the LMS and the HMS samples.

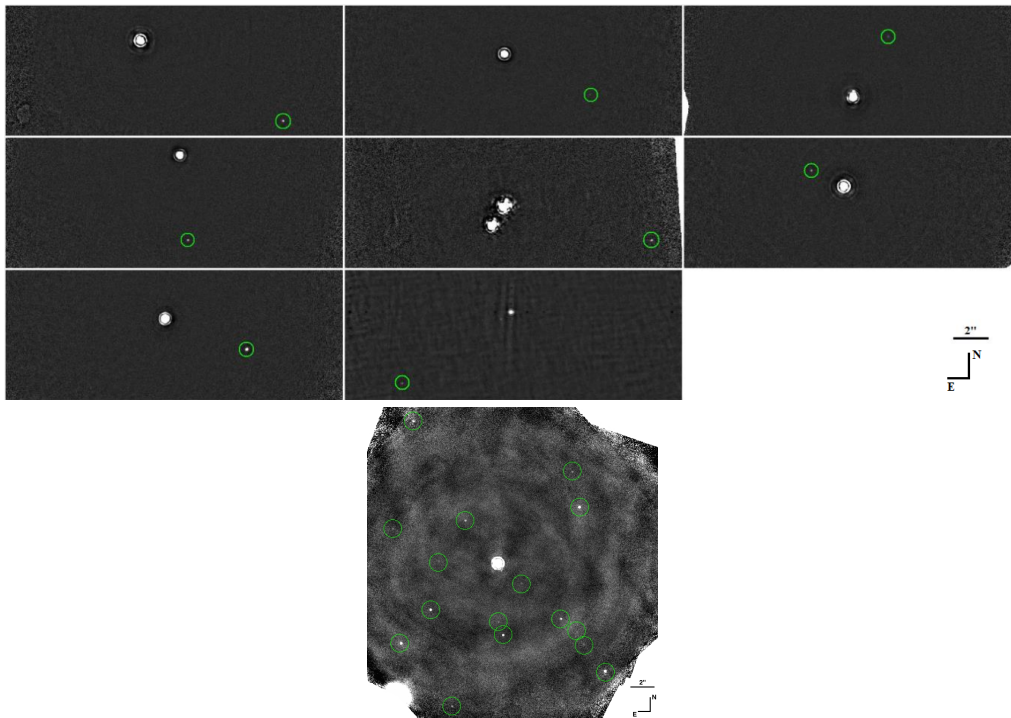


Fig. D.5. Background stars identified in the MASSIVE survey, highlighted with green circles. The primary M dwarfs are, from left to right and top to bottom: 2MASS J06255610-6003273, 2MASS J11210549-3845163, 2MASS J18465255-6210366, 2MASS J01365516-0647379, 2MASS J05015881+0958587, 2MASS J04522441-1649219, 2MASS J07285117-3015527, 2MASS J12073346-3932539, and 2MASS J15385757-5742273 (the image of this target is at the very bottom). Images are displayed using identical linear scalings. East is left and North is up.

**Table D.1.** Close binary systems ( $<1''$ ) identified in our survey.

ID	Approx. separation ( $''$ )	$\approx\Delta L'$ (mag)	Ref.
2MASS J01033563–5515561	0.25	0.22	
2MASS J01071194–1935359	0.45	0.09	
2MASS J01231125–6921379	$<0.07^a$		
2MASS J03363144–2619578	$<0.12^a$		
2MASS J04373746–0229282	0.26	1.26	Kasper et al. (2007)
2MASS J05015881+0958587	1.37	1.39	Elliott et al. (2015)
2MASS J05195412–0723359	0.72	0.51	
2MASS J05320450–0305291	0.18	0.63	
2MASS J07285137–3014490	$<0.12^a$		Daemgen et al. (2007)
2MASS J08173943–8243298	0.62	1.00	
2MASS J13215631–1052098	$<0.11^a$		
2MASS J14112131–2119503	$<0.15^a$		
2MASS J19560294–3207186	0.20	1.04	Elliott et al. (in prep.)

**Notes.** <sup>(a)</sup> Stars' point spread function not resolved.

**Table D.2.** Estimated masses of our MASSIVE targets, using their absolute magnitudes and the BT-Settl models (Allard et al. 2012).

ID	Mass ( $M_{\text{Jup}}$ )
2MASS J00243202–2522528	450
2MASS J00251465–6130483	700
2MASS J00255097–0957398	400
2MASS J00452814–5137339	700
2MASS J01033563–5515561	450
2MASS J01231125–6921379	65
2MASS J01365516–0647379	110
2MASS J01521830–5950168	500
2MASS J02224418–6022476	400
2MASS J02365171–5203036	400
2MASS J03350208+2342356	50
2MASS J03363144–2619578	230
2MASS J03472333–0158195	450
2MASS J04141730–0906544	310
2MASS J04373746–0229282	820
2MASS J04433761+0002051	20
2MASS J04464970–6034109	620
2MASS J04522441–1649219	500
2MASS J04533054–5551318	350
2MASS J04593483+0147007	750
2MASS J05004714–5715255	800
2MASS J05064991–2135091	570
2MASS J05195412–0723359	150
2MASS J06085283–2753583	12*
2MASS J06255610–6003273	570
2MASS J07285117–3015527	250
2MASS J08173943–8243298	650
2MASS J10284580–2830374	90
2MASS J10285555+0050275	450
2MASS J11020983–3430355	250
2MASS J11210549–3845163	570
2MASS J11393382–3040002	150
2MASS J11395113–3159214	15
2MASS J12072738–3247002	500

**Notes.** <sup>(\*)</sup> The association of this star (BPMG, Riedel et al. 2014; and Malo et al. 2013) were debated by Gagné et al. (2014b) who show that this target could be a member to the Columba association, but other radial velocity measurements are still needed to confirmed this. The mass of this object is quite low here, and is more certainly around 15–24  $M_{\text{Jup}}$ , as reported by Riedel et al. (2014) and Gagné et al. (2014b). We however kept this low mass in order to have a consistent determination of all the stellar masses.

**Table D.2.** continued.

ID	Mass ( $M_{\text{Jup}}$ )
2MASS J12073346–3932539	20
2MASS J12153072–3948426	700
2MASS J12265135–3316124	350
2MASS J13215631–1052098	182
2MASS J15385757–5742273	175
2MASS J16334161–0933116	600
FS2003 0979	300
2MASS J18465255–6210366	750
2MASS J19560294–3207186	820
2MASS J19560438–3207376	750
2MASS J20333759–2556521	350
2MASS J20450949–3120266	620
2MASS J20450949–3120266	620
2MASS J21100535–1919573	600
2MASS J21443012–6058389	620
2MASS J22445794–3315015	450
2MASS J22450004–3315258	250
2MASS J23301341–2023271	500
2MASS J23323085–1215513	700
2MASS J23381743–4131037	450

**Table D.3.** Effective number of stars.

Survey	Case 1	Case 2	Case 3
MASSIVE	45.9	40.0	23.2
A-F survey	27.6	28.3	23.9

**Table D.4.** Detections of PMCs or brown dwarfs for MASSIVE and the A-F type star surveys, relative to our cases.

System	Case 1	Case 2	Case 3	Ref.
<b>MASSIVE</b>				
2MASS J01033563-5515561	✓	✓		<a href="#">Delorme et al. (2013)</a>
2MASS J12073346-3932539	✓			<a href="#">Chauvin et al. (2004)</a>
<b>A-F survey</b>				
$\beta$ Pictoris	✓		✓	<a href="#">Bonnetfoy et al. (2014)</a>
HR 8799	✓		✓	<a href="#">Pueyo et al. (2015)</a>
HIP 95261	✓	✓		<a href="#">Lowrance et al. (2000)</a>

**Notes.** We selected the median values of the stellar and companion masses to estimate the case each system belongs to.

**Table D.5.** Comparison of the results from different surveys on M-dwarfs.

Survey	Planet frequency	Range considered	Our results within the same range
RV+DI, (1)	$6.5 \pm 3\%$	$[1-13] M_{\text{Jup}}$ , $[0-20]$ AU	$[0-3.0]\%$
micro lensing+RV, (2)	$3.8^{+1.9}_{-2.0}\%$	$[1-13] M_{\text{Jup}}$ , $1-10^5$ day periods	$[0-2.0]\%$
RV, (3)	$<1\%$	$m \sin i = [10^3-10^4] M_{\text{Earth}}$ , $10^3-10^4$ day periods	$[0-3.2]\%$

**References.** (1) [Montet et al. \(2014\)](#); (2) [Clanton & Gaudi \(2014\)](#); (3) [Bonfils et al. \(2013\)](#).

**Table D.6.** Frequencies of PMC and SC with 68% confidence level, for different [mass, semi-major axis] ranges, using different priors, for specific detections.

Frequency	Interval for 68% CL	Mass ( $M_{\text{Jup}}$ )	SMA (AU)	Prior	Number of detections
MASSIVE					
3.6%	[2.5, 11.3]%	[0.5, 80]	[0.5, 1000]	uniform	1
3.6%	[2.4, 8.1]%	[0.5, 80]	[0.5, 1000]	natural conjugate	1
2.3%	[1.6, 7.3]%	[2, 14]	[8, 400]	uniform	1
2.3%	[1.6, 8.1]%	[2, 14]	[8, 400]	natural conjugate	1
7.2%	[4.9, 16.0]%	[0.5, 80]	[0.5, 1000]	uniform	2
7.2%	[5.1, 12.6]%	[0.5, 80]	[0.5, 1000]	natural conjugate	2
4.4%	[3.0, 9.6]%	[2, 14]	[8, 400]	uniform	2
4.4%	[3.1, 7.6]%	[2, 14]	[8, 400]	natural conjugate	2

**Notes.** The number of detections is represented in the last column: the number 1 is for the PMC detection around the target 2MASS0103(AB), the number 2 is for the PMCs detection around 2MASS0103(AB) and 2M1207b.

**Table D.7.** Kolmogorov-Smirnov statistics and associated probability for each case, and the probability of two populations based on a Monte Carlo simulation.

Mass ratio $Q$ range	KS statistic	Probability of two populations
Case 1, $\forall Q$	0.71	74.2%
Case 2, $0.01 \leq Q \leq 0.05$	0.23	20.6%
Case 3, $Q < 0.01$	0.82	74.5%

**Table D.8.** Observing conditions.

Target	Airmass	Parang. ( $^{\circ}$ )	Tau0 (ms) (ms)	Seeing
2MASS J00243202–2522528	1.0	20.9	1.1	1.20
2MASS J00251465–6130483	1.3	27.0	1.5	0.94
2MASS J00255097–0957398	1.0	44.2	1.9	0.99
2MASS J00452814–5137339	1.1	30.8	1.0	1.30
2MASS J01033563–5515561	1.2	8.4	2.4	0.69
2MASS J01071194–1935359	1.0	69.9	2.2	1.00
2MASS J01231125–6921379	1.4	10.4	2.1	0.81
2MASS J01365516–0647379	1.1	30.4	1.6	1.13
2MASS J01521830–5950168	1.2	32.5	1.3	1.01
2MASS J02224418–6022476	1.2	10.8	1.8	1.08
2MASS J02365171–5203036	1.1	25.9	2.7	1.34
2MASS J03350208+2342356	1.5	2.0	2.8	0.60
2MASS J03363144–2619578	1.0	9.0	2.8	0.64
2MASS J03472333–0158195	1.1	10.5	2.2	0.84
2MASS J04141730–0906544	1.	5.2	2.4	0.72
2MASS J04373746–0229282	1.1	30.6	4.7	1.06
2MASS J04433761+0002051	1.1	17.5	8.9	0.83
2MASS J04464970–6034109	1.3	33.0	3.8	0.93
2MASS J04522441–1649219	1.0	56.3	2.8	0.65
2MASS J04533054–5551318	1.2	22.1	1.4	0.98
2MASS J04593483+0147007	1.2	0.0	5.0	0.94
2MASS J05004714–5715255	1.2	14.7	3.8	0.87
2MASS J05015881+0958587	1.2	8.9	2.3	0.76
2MASS J05064991–2135091	1.2	0.0	2.8	0.94
2MASS J05195412–0723359	1.1	5.7	5.5	1.16
2MASS J05320450–0305291	1.1	33.2	2.1	0.84
2MASS J06085283–2753583	1.0	40.2	2.1	0.88
2MASS J06255610–6003273	1.2	16.9	7.0	0.77
2MASS J07285117–3015527	1.0	65.8	2.6	0.70
2MASS J07285137–3014490	1.0	58.1	1.4	1.27

Table D.8. continued.

Target	Airmass	Parang. (°)	Tau0 (ms) (ms)	Seeing
2MASS J08173943–8243298	1.9	2.0	5.5	0.91
2MASS J10284580–2830374	1.0	76.5	7.5	1.07
2MASS J10285555+0050275	1.1	15.5	2.9	0.94
2MASS J11020983–3430355	1.0	43.0	1.8	1.18
2MASS J11210549–3845163	1.0	34.7	9.6	0.89
2MASS J11393382–3040002	1.0	39.7	2.0	1.02
2MASS J11395113–3159214	1.1	17.5	8.9	0.83
2MASS J12072738–3247002	1.0	67.9	21.5	0.83
2MASS J12073346–3932539	1.1	15.5	2.9	0.94
2MASS J12153072–3948426	1.2	5.0	4.7	0.58
2MASS J12265135–3316124	1.0	19.5	10.2	0.82
2MASS J13215631–1052098	1.0	28.8	9.2	0.88
2MASS J14112131–2119503	1.0	54.9	6.9	1.13
2MASS J15385757–5742273	1.3	30.0	22.5	0.67
2MASS J16334161–0933116	1.1	35.6	1.5	0.99
FS2003 0979	1.0	25.9	1.5	0.95
2MASS J18465255–6210366	1.3	18.7	1.3	1.13
2MASS J19560294–3207186	1.0	58.4	1.1	1.33
2MASS J19560438–3207376	1.0	65.6	4.0	0.67
2MASS J20333759–2556521	1.0	27.2	1.3	1.15
2MASS J20450949–3120266	1.0	54.4	3.3	0.54
2MASS J21100535–1919573	1.0	55.8	1.4	0.93
2MASS J21443012–6058389	1.3	24.8	1.1	1.20
2MASS J22445794–3315015	1.2	0.0	5.0	0.94
2MASS J22450004–3315258	1.2	0.0	5.0	0.94
2MASS J23301341–2023271	1.0	54.3	0.9	2.10
2MASS J23323085–1215513	1.5	0.0	4.9	1.33
2MASS J23381743–4131037	1.1	38.6	2.5	0.65

Table D.9.  $5\sigma$  median contrast achieved within and beyond  $0.5'$ , and boundaries between the inner and outer regions for stars reduced with ADI.

Target	$\leq 0.5'$	$> 0.5'$	Boundary (as)
2MASS J00243202–2522528	$6.38 \pm 0.06$	$8.34 \pm 0.01$	0.41
2MASS J00251465–6130483	$8.02 \pm 0.06$	$10.04 \pm 0.01$	0.62
2MASS J00255097–0957398	$7.13 \pm 0.03$	$8.14 \pm 0.01$	0.51
2MASS J00452814–5137339	$7.66 \pm 0.08$	$9.52 \pm 0.01$	0.79
2MASS J01033563–5515561	$5.38 \pm 0.19$	$7.91 \pm 0.01$	
2MASS J01071194–1935359	$7.35 \pm 0.19$	$10.03 \pm 0.02$	0.62
2MASS J01231125–6921379	$6.08 \pm 0.06$	$6.32 \pm 0.01$	
2MASS J01365516–0647379	$7.95 \pm 0.06$	$8.84 \pm 0.01$	0.65
2MASS J01521830–5950168	$8.18 \pm 0.04$	$9.32 \pm 0.01$	0.73
2MASS J02224418–6022476	$6.52 \pm 0.10$	$9.12 \pm 0.01$	
2MASS J02365171–5203036	$8.39 \pm 0.06$	$9.84 \pm 0.01$	0.79
2MASS J03350208+2342356	$4.33 \pm 0.08$	$4.58 \pm 0.01$	
2MASS J03363144–2619578	$6.74 \pm 0.08$	$7.69 \pm 0.01$	
2MASS J03472333–0158195	$7.74 \pm 0.06$	$10.19 \pm 0.02$	0.60
2MASS J04141730–0906544	$6.64 \pm 0.09$	$7.54 \pm 0.01$	
2MASS J04373746–0229282	$6.07 \pm 0.29$	$11.29 \pm 0.02$	0.38
2MASS J04433761+0002051	$6.08 \pm 0.04$	$6.81 \pm 0.01$	0.38
2MASS J04464970–6034109	$8.44 \pm 0.08$	$9.94 \pm 0.01$	0.79
2MASS J04522441–1649219	$9.03 \pm 0.09$	$10.90 \pm 0.01$	0.95
2MASS J04533054–5551318	$6.10 \pm 0.09$	$9.69 \pm 0.03$	1.00
2MASS J04593483+0147007	$6.93 \pm 0.13$	$10.54 \pm 0.02$	
2MASS J05004714–5715255	$8.18 \pm 0.06$	$10.74 \pm 0.02$	0.68
2MASS J05015881+0958587	$7.73 \pm 0.12$	$11.65 \pm 0.02$	
2MASS J05064991–2135091	$7.67 \pm 0.11$	$10.83 \pm 0.02$	

Table D.9. continued.

Target	$\leq 0.5'$	$> 0.5'$	Boundary (as)
2MASS J05195412-0723359	$6.30 \pm 0.08$	$6.77 \pm 0.01$	
2MASS J05320450-0305291	$8.03 \pm 0.48$	$10.64 \pm 0.01$	0.84
2MASS J06085283-2753583	$5.18 \pm 0.06$	$5.53 \pm 0.01$	
2MASS J06255610-6003273	$8.56 \pm 0.08$	$11.93 \pm 0.02$	0.57
2MASS J07285117-3015527	$8.11 \pm 0.06$	$9.66 \pm 0.01$	0.60
2MASS J07285137-3014490	$7.66 \pm 0.08$	$11.18 \pm 0.02$	1.06
2MASS J08173943-8243298	$7.21 \pm 0.12$	$10.67 \pm 0.02$	
2MASS J10284580-2830374	$7.04 \pm 0.04$	$8.03 \pm 0.01$	0.46
2MASS J10285555+0050275	$8.78 \pm 0.06$	$11.80 \pm 0.02$	1.14
2MASS J11020983-3430355	$5.52 \pm 0.03$	$5.94 \pm 0.01$	0.35
2MASS J11210549-3845163	$8.64 \pm 0.05$	$9.66 \pm 0.01$	0.70
2MASS J11393382-3040002	$7.35 \pm 0.06$	$8.70 \pm 0.01$	0.57
2MASS J11395113-3159214	$5.98 \pm 0.08$	$6.49 \pm 0.01$	
2MASS J12072738-3247002	$8.24 \pm 0.07$	$10.02 \pm 0.01$	0.70
2MASS J12073346-3932539	$5.32 \pm 0.08$	$6.14 \pm 0.03$	
2MASS J12153072-3948426	$6.48 \pm 0.09$	$9.43 \pm 0.02$	
2MASS J12265135-3316124	$6.59 \pm 0.05$	$7.63 \pm 0.01$	0.41
2MASS J13215631-1052098	$7.87 \pm 0.09$	$9.06 \pm 0.01$	0.68
2MASS J14112131-2119503	$6.04 \pm 0.07$	$6.54 \pm 0.01$	0.33
2MASS J15385757-5742273	$7.50 \pm 0.04$	$10.44 \pm 0.02$	0.60
2MASS J16334161-0933116	$7.89 \pm 0.06$	$9.77 \pm 0.01$	0.62
FS2003 0979	$7.71 \pm 0.06$	$9.04 \pm 0.02$	0.57
2MASS J18465255-6210366	$8.39 \pm 0.04$	$9.36 \pm 0.01$	1.00
2MASS J19560294-3207186	$6.78 \pm 0.42$	$9.49 \pm 0.01$	0.60
2MASS J19560438-3207376	$8.61 \pm 0.06$	$9.61 \pm 0.01$	0.70
2MASS J20333759-2556521	$6.14 \pm 0.07$	$7.94 \pm 0.01$	0.57
2MASS J20450949-3120266	$9.40 \pm 0.08$	$12.41 \pm 0.02$	1.06
2MASS J21100535-1919573	$7.55 \pm 0.09$	$10.01 \pm 0.02$	0.60
2MASS J21443012-6058389	$8.58 \pm 0.06$	$9.63 \pm 0.01$	0.70
2MASS J22445794-3315015	$7.07 \pm 0.10$	$10.37 \pm 0.02$	
2MASS J22450004-3315258	$6.29 \pm 0.13$	$8.96 \pm 0.01$	
2MASS J23301341-2023271	$7.50 \pm 0.08$	$10.44 \pm 0.02$	0.62
2MASS J23323085-1215513	$6.94 \pm 0.12$	$10.02 \pm 0.02$	
2MASS J23381743-4131037	$8.01 \pm 0.09$	$11.63 \pm 0.01$	0.38



## 2.3 Bilan et perspectives.

J'ai montré que les planètes géantes et les naines brunes étaient peu fréquentes autour des naines M pour des séparations variant entre 8 et 400 AU. De plus, j'ai mis en évidence une relation entre taux d'occurrence des objets substellaires et masse des étoiles (pour les cas 1 et 3), montrant ainsi qu'il y aurait moins de planètes géantes gazeuses autour des naines M qu'autour des étoiles plus massives.

Ces conclusions sont en accord avec les résultats des relevés de vitesses radiales et de transits concernant les planètes massives à courtes séparations, car ces relevés montrent que les planètes géantes gazeuses sont rares autour des naines M (ces planètes se forment préférentiellement par accrétion sur coeur, cas 3). Ces résultats sont en accord avec ceux présentés par Bowler et al. (2015), qui montrent que moins de 16% des naines M seraient hôtes d'au moins une planète géante de masse comprise entre 1 et 13  $M_{Jup}$  de 10 à 100 AU.

Pour le cas 2, il semblerait que ce soit plutôt le contraire (notre étude tend d'avantage à montrer que les planètes géantes sont aussi fréquentes autour des naines M que des étoiles AF). Cependant, ces conclusions pourraient juste être l'effet du hasard dû au faible nombre d'étoiles qu'on a observées. L'observation d'autres étoiles pourrait peut-être permettre de conclure quant à la rareté des géantes gazeuses en orbite autour des naines M, pour cette gamme de rapports de masses considérées.

Enfin, les relevés de vitesses radiales et de transits tendent à montrer que les planètes de masses comprises entre celles de la Terre et de Jupiter semblent être nombreuses à courtes séparations autour des naines M. Les relevés MASSIVE et des étoiles A-F ne sont pas sensibles à de si faibles masses planétaires. Il n'est donc pas à exclure qu'une population de planètes de la masse de Neptune soit particulièrement abondante depuis les faibles jusqu'aux longues séparations.

Les données NaCo que j'ai analysées sont peu sensibles aux faibles séparations (typiquement <10 UA). Sonder des régions plus proches des étoiles devient possible grâce aux instruments de deuxième génération de haut contraste et haute résolution angulaire tels que SPHERE, régions pour lesquelles les planètes seraient plus probablement formées par accrétion sur coeur que par instabilités gravitationnelles. Obtenir de nouvelles données SPHERE nous permettrait d'apporter de nouvelles contraintes sur les mécanismes de formation et d'évolution planétaires. De plus, augmenter l'échantillon d'étoiles observées par NaCo ou SPHERE permettrait également de mieux contraindre ces mécanismes.

Les étoiles ciblées par les méthodes de vitesses radiales et d'imagerie directe ont généralement des âges très différents, car il est techniquement plus compliqué d'observer par vitesses radiales des étoiles aussi jeunes que celles qui sont étudiées par imagerie directe. Cependant, Lagrange et al. (2013) ont montré qu'il était aussi possible de les observer, permettant de coupler ces deux techniques d'observation (vitesses radiales et imagerie directe) pour les mêmes étoiles, et d'en obtenir une étude non-biaisée des courtes aux plus longues séparations.

Je présente dans le chapitre suivant l'outil statistique MESS2 qui permet la combinaison de données d'imagerie directe et de vitesses radiales, dans le but de contraindre la population des planètes géantes et naines brunes à toutes les séparations, et d'en comparer les résultats avec les prédictions des modèles de synthèse des planètes.

# Chapitre 3

## Couplage des vitesses radiales et de l'imagerie directe.

### Sommaire

---

<b>3.1</b>	<b>Contexte.</b>	<b>80</b>
3.1.1	La complémentarité de l'imagerie directe et de la méthode des vitesses radiales.	80
3.1.2	La formation, l'évolution et l'architecture des systèmes multi-planétaires.	80
3.1.3	Contraindre les modèles de synthèse de planètes.	82
<b>3.2</b>	<b>Mon travail sur la combinaison de données d'imagerie et de vitesses radiales.</b>	<b>82</b>
3.2.1	Description de la méthode.	82
3.2.2	Résultats sur AU Mic (article).	87
<b>3.3</b>	<b>Application à d'autres systèmes particuliers.</b>	<b>101</b>
3.3.1	$\beta$ Pictoris.	101
3.3.2	HD 113337.	102
3.3.3	HD 95086.	106
<b>3.4</b>	<b>Bilan et perspectives.</b>	<b>108</b>

---

La deuxième partie de mon travail de thèse s'inscrit dans le contexte de la recherche de systèmes composés de plusieurs planètes géantes, et la volonté de contraindre les modèles de formation et évolution planétaires. Sur les 3000 planètes extra-solaires aujourd'hui détectées, plus de 90% l'ont été par les méthode des vitesses radiales et des transits. A côté de ces méthodes prolifiques, 30 planètes géantes, jeunes et proches ont été imagées (objets de moins de 13-14  $M_{Jup}$  relevés au 23 juin 2016 et répertoriées sur <http://exoplanet.eu>). Mais aucun système composé d'une planète proche détectée par vitesses radiales ou transit, et d'une planète imagée plus lointaine n'a encore été révélé. Etudier des systèmes depuis les courtes jusqu'aux plus longues séparations permettrait d'apporter des contraintes sur les mécanismes de formation et évolution planétaires. Durant ma thèse, j'ai développé une méthode, MESS2, permettant de combiner les données de vitesses radiales et d'imagerie directe d'un même objet dans le but 1) d'étudier des systèmes particuliers afin d'en optimiser l'interprétation des observations, 2) de comparer les résultats de MESS2 avec les modèles de synthèse des planètes. Dans ce chapitre, je commence par détailler la motivation scientifique pour une telle combinaison et le cadre scientifique dans lequel elle s'inscrit. Puis j'en explique le principe et la valeur ajoutée par rapport aux méthodes existantes. Enfin je présente les résultats que j'ai obtenus en appliquant ma méthode sur des données HARPS, SOPHIE, SPHERE et NaCo pour les étoiles AU Mic,  $\beta$  Pictoris, HD 113337, et HD 95086. Je termine ce chapitre en exposant les perspectives de mon travail.

## 3.1 Contexte.

### 3.1.1 La complémentarité de l'imagerie directe et de la méthode des vitesses radiales.

Les paramètres orbitaux et physiques des exoplanètes détectées à ce jour par les différentes méthodes de détection ne sont pas répartis de manière homogène (cf. Fig. 3.1 et Chapitre 1). En effet, les planètes détectées par la méthode des vitesses radiales sont majoritairement en orbite autour d'étoiles de la séquence principale (âge  $>1$  Gyr), sont de masses variées (allant des Super-Terres aux planètes géantes), et se situent à des séparations relativement faibles de leur étoile (périodes  $<10000$  jours). A contrario, les planètes imagées sont géantes ( $>2 M_{Jup}$ ) et en orbite lointaine autour d'étoiles jeunes et proches.

Les caractéristiques des planètes détectées par vitesses radiales et imagerie directe sont donc différentes, tant en ce qui concerne leur séparation à leur étoile que leur masse et généralement leur âge (la plupart des étoiles sondées par imagerie directe étant jeunes (typiquement  $<500$  Ma), alors que les étoiles le plus fréquemment sondées par vitesses radiales sont plus âgées). Il faut noter que les effets sur les spectres de la rotation rapide et de l'activité plus importante des étoiles jeunes (spots ou plages à la surface de l'étoile) combinés à la sensibilité instrumentale de HARPS, conduisent à la détection de planètes géantes plutôt que de planètes de faibles masses, par la méthode des vitesses radiales. L'impact de ces effets sur la recherche de planètes peut être atténué en utilisant d'autres observables en complément des vitesses radiales. En ce qui concerne les sensibilités aux séparations, les gammes de séparations tendent à se recouvrir au fur et à mesure des observations de vitesses radiales (couverture temporelle plus grande des vitesses radiales) et aux nouveaux instruments de haut contraste et haute résolution angulaire tels que SPHERE. De plus, à travers l'étude des données de vitesses radiales HARPS de 26 étoiles de types A à F âgées de 8 à 300 Ma et proches ( $<100$  pc), Lagrange et al. (2013) a montré que l'observations d'étoiles jeunes, les étoiles le plus généralement ciblées par les instruments d'imagerie directe, permettait la détection de planètes gazeuses géantes de masse similaire à celles détectables par imagerie directe. En outre, deux planètes ont été découvertes récemment autour d'étoiles jeunes par vitesses radiales, à savoir CL Tau b par Johns-Krull et al. (2016) et V830 Tau b par Donati et al. (2016).

Les méthodes d'imagerie directe et de vitesses radiales peuvent donc être complémentaires (mêmes étoiles visées, mêmes masses planétaires sondées, et domaines de demi-grands axes différents) si l'on considère les étoiles jeunes, ce qui permet d'étudier la population des planètes géantes depuis les courtes jusqu'aux plus grandes séparations.

### 3.1.2 La formation, l'évolution et l'architecture des systèmes multi-planétaires.

Les planètes géantes dominent la masse des systèmes planétaires et jouent donc un rôle important dans la dynamique et l'architecture de ces systèmes de par leurs interactions entre elles ou avec les autres planètes plus petites. Les petites planètes, incluant celles qui se trouvent dans les zones habitables et qui pourraient peut-être abriter une vie similaire à celle présente sur Terre, pourraient se trouver éjectées ou du moins avoir leur orbite perturbée par la présence de planètes plus massives. Dans les cas les plus extrêmes, leur formation pourrait même être impossible.

#### Le cas du Système solaire.

A ce jour, le seul système dont les planètes sont bien contraintes est le Système solaire. Son histoire pendant ses premières dizaines à centaines de millions d'années a été très agitée : des bombarde-

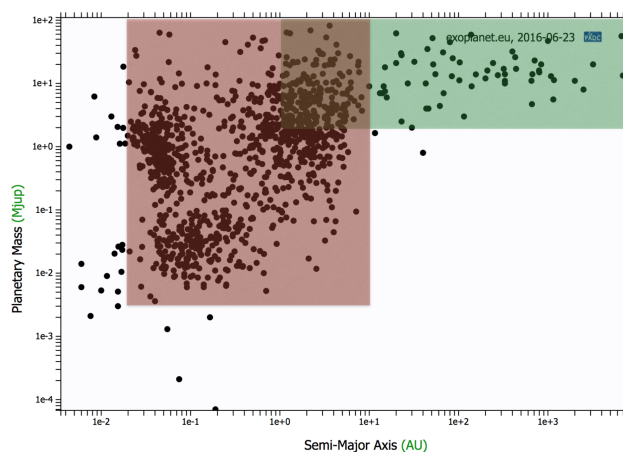


FIGURE 3.1 – Représentation simplifiée des domaines en masses planétaires et séparations généralement sondés par les méthodes des vitesses radiales (rouge) et de l’imagerie directe (vert). Source : <http://exoplanet.eu>, en date du 23 juin 2016.

ments massifs, la formation de la Lune après un très probable impact par un corps de la masse de Mars, des migrations de planètes géantes, peut-être des éjections de planètes, etc. Le fait que Jupiter ait une excentricité très faible ( $\approx 0.05$ ) contribue à ce que les planètes internes soient sur des orbites stables, ce qui est probablement nécessaire pour garantir l’apparition et le maintien de la vie sur Terre. Notre Système solaire est devenu stable sur des échelles de temps de l’ordre du milliard d’années, les systèmes planétaires découverts par les méthodes des vitesses radiales et des transits sont très certainement aussi stables puisque ces méthodes ciblent très généralement des étoiles solaires ou plus tardives de la séquence principale.

### Le cas d’autres systèmes planétaires.

Selon Ford (2008), les planètes d’un même système agissent les unes sur les autres de différentes façons, selon la force et la durée des interactions :

1. Les planètes peuvent se trouver en résonance de moyen mouvement, c’est-à-dire que leurs périodes de révolution autour du centre de gravité du système sont commensurables. C’est le cas par exemple des planètes autour des étoiles HD 60532 et probablement HR 8799. Desort et al. (2008) montre que deux planètes géantes en orbite autour de l’étoile de type F6IV-V située à  $\approx 26$  pc, HD 60532, sont en résonance de moyen mouvement 3 :1. Ces planètes ont des masses minimales de  $1.03 \pm 0.05 M_{Jup}$  et  $2.46 \pm 0.09 M_{Jup}$ , et sont situées respectivement à  $0.759 \pm 0.01$  UA et  $1.58 \pm 0.02$  UA. De même Goździewski & Migaszewski (2014) montrent qu’il est probable que les quatre planètes géantes du système HR 8799 soient en résonance 1e :2d :4c :8b.
2. L’excentricité et l’inclinaison des planètes peuvent évoluer sur des échelles de temps séculaires, cette évolution étant provoquée par un transfert de moment angulaire d’une orbite planétaire à l’autre (comme c’est le cas pour  $\nu$  And).
3. Des systèmes hiérarchiques existent, pour lesquelles les planètes ne subissent pas d’évolution d’excentricités ou d’inclinaisons sur des échelles de temps séculaires, et qui n’ont pas non plus de résonance de moyen mouvement.

L’architecture finale des systèmes planétaires dépend fortement de la façon dont ils ont évolué au cours du temps (migrations des planètes, rencontres avec d’autres corps par exemple), et des conditions initiales. La combinaison de données de vitesses radiales et d’imagerie directe permet d’étudier de potentiels systèmes au début de leur formation, alors qu’ils peuvent encore évoluer et sont donc plus proches des conditions initiales.

### 3.1.3 Contraindre les modèles de synthèse de planètes.

Les modèles de synthèse de population planétaire (e.g. Mordasini et al. 2012) prédisent la formation de populations de planètes en fonction de leur masse et séparation. Ils se basent sur des modèles de formation comme l'accrétion sur coeur ou les instabilités gravitationnelles, et des modèles d'évolution (par exemple, évolution du disque et migrations des planètes causées par leur échange de moment angulaire avec le gaz du disque). Ces modèles de formation et évolution planétaires ont comme ultime objectif de définir une ou des théories globales expliquant la formation et l'évolution de toutes les planètes, quelques soient leur masse, séparation, la métallicité et la masse stellaires entre autres. Combiner des données de différentes méthodes de détection est donc nécessaire pour atteindre cet objectif, afin de pouvoir sonder toutes les séparations, et une gamme de masses planétaires aussi grande que possible.

Par conséquent, utiliser un outil statistique pour contraindre la fréquence, les masses et les séparations des planètes géantes, en combinant de manière cohérente des données de vitesses radiales et d'imagerie directe, est indispensable. Les résultats d'un tel outil statistique seraient en fait comparés aux résultats des modèles de synthèse de population planétaire, ce qui permettrait de mieux en contraindre les paramètres ainsi que ceux des modèles de formation et d'évolution.

## 3.2 Mon travail sur la combinaison de données d'imagerie et de vitesses radiales.

### 3.2.1 Description de la méthode.

#### L'outil MESS.

Mon étude utilise l'outil statistique codé par Mariangela Bonavita, MESS (multi-purpose exoplanet simulation system Bonavita et al. 2012), qui repose sur la méthode Monte-Carlo. Ces travaux ont pour le moment conduit à calculer des fréquences planétaires pour placer des contraintes sur les mécanismes de formation des planètes imagées (e.g., Janson et al. 2012; Delorme et al. 2012; Vigan et al. 2012; Rameau et al. 2013b; Biller et al. 2013; Thalmann et al. 2014; Rameau et al. 2016; Bonavita et al. 2016). Cependant, MESS est limité à l'analyse de données d'une unique époque d'imagerie directe.

Techniquement, MESS est un outil statistique qui repose sur la génération par la méthode Monte-Carlo d'une population de planètes synthétiques entièrement décrites par leurs propriétés physiques et orbitales (masse, séparation à l'étoile, excentricité, inclinaison, argument du périastre, et temps de passage au périastre). Les propriétés orbitales sont par défaut générées aléatoirement à partir de distributions uniformes. On obtient une grille composée de  $N$  valeurs de demi-grands axes et autant de masses, de telle sorte que chaque point de la grille est constitué de  $N_{gen}$  orbites différentes mais ayant toutes en commun la masse planétaire et le demi-grand axe. Les séparations projetées des planètes sont calculées pour chacune d'elles. Afin d'en tester la détectabilité, chacune des  $N_{gen}$  planètes, considérant un point de masse et semi-grand axe sur la grille, va être comparée à une carte de limite de détection préalablement calculée. Pour chaque point de la grille, la probabilité de détection d'une planète est calculée en divisant le nombre de détections sur le nombre total  $N_{gen}$  de planètes testées. Cette opération étant répétée en tout point de la grille, on obtient finalement une carte de probabilités de détection.

#### L'apport de MESS2.

L'outil que j'ai développé, MESS2 (Multi epochs multi-purposes exoplanet simulation system), reprend les principes développés pour MESS tout en permettant à l'utilisateur de considérer plusieurs données d'imagerie directe obtenues à plusieurs époques différentes, ainsi que de coupler

des données de vitesses radiales et d'imagerie. Mariangela Bonavita et moi-même avons donc codé MESS2 pour la combinaison de multiples données d'imagerie directe, et j'ai modifié le code pour qu'il prenne également en compte des données de vitesses radiales.

**Combiner plusieurs données d'imagerie directe, obtenues à des époques différentes.**

La motivation pour combiner différentes données d'imagerie directe par MESS2, provient du fait que les planètes se déplacent avec le temps sur leur orbite : une planète peut se trouver parfois trop près angulairement de son étoile pour être détectée, alors qu'elle peut être détectable à d'autres époques. La figure 3.2 illustre mon propos : sur cette figure, on voit la planète indétectable à la première époque, tandis qu'elle est détectable aux autres époques d'observation.

D'un point de vue technique MESS2 calcule, pour chaque période d'observation, les positions projetées dans le plan du ciel. Les planètes synthétiques sont ensuite comparées aux limites de détections des données d'imagerie directe préalablement calculées pour chaque époque d'observation. Une planète est détectée en imagerie directe si celle-ci est détectable dans au moins une donnée d'imagerie à une époque donnée. La probabilité de détection est ensuite calculée en comptant le rapport du nombre de planètes détectées au nombre  $N_{gen}$  de planètes simulées par point de masse planétaire et demi-grand axe de la grille.

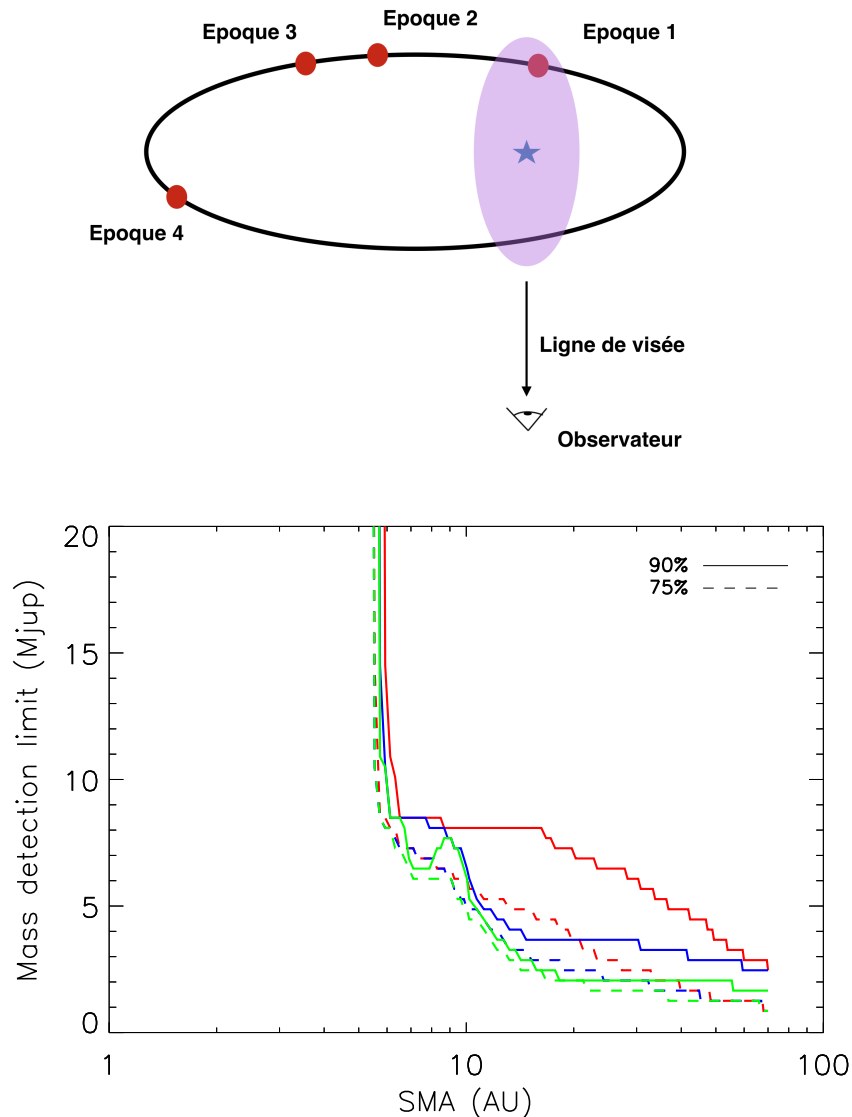


FIGURE 3.2 – Illustration du déplacement d’une planète (figure du haut, point rouge) en orbite autour d’une étoile, dans un set de données d’imagerie directe obtenues à plusieurs époques. La zone violette représente une aire de non-sensibilité aux planètes de la masse de la planète. MESS2 permet de constater le déplacement de la planète, et de prendre en compte sa détection aux époques 2, 3 et 4.

La figure du bas illustre le gain à utiliser l’outil MESS2 sur des longues bases de temps d’observation de données d’imagerie. La distribution uniforme en excentricités des planètes générées s’étend de 0 à 0.2, celle en inclinaisons de  $86^\circ$  à  $91^\circ$ . Sont représentées les limites de détection MESS2 (à 90% et 75%) des données NaCo de  $\beta$  Pictoris (rouge : 2009 à 2013; bleu : 2003 à 2013), plus de 15% de planètes synthétiques supplémentaires sont détectées entre 10 et 20 UA. En dessous de 10 UA, une couverture de 3 ans suffit car plus du quart de l’orbite va être sondée. Au-delà de 10 UA, il devient plus intéressant d’observer sur 10 ans. Par conséquent, la courbe pleine bleue et la courbe en pointillés rouges sont très similaires pour des séparations inférieures à 10 UA, et se différencient après. La différence entre les courbes bleue et rouge s’estompe vers 20-30 UA, pour la même raison : observer sur une base de temps de 10 ou 3 ans ne fait pas de différence car la planète aura moins évolué sur son orbite (pour une couverture de 10 ans, la planète se sera déplacée de  $1/12$  de son orbite à 30 UA, et de  $1/6$  de son orbite à 20 UA, si son excentricité est faible). En vert sont représentées les limites de détection MESS2 dans le cas d’observations étendues sur 20 ans, la dernière observation étant une simulation d’observations en 2023 : l’effet décrit précédemment est également observé.

### **Combiner des données d'imagerie directe et de vitesses radiales.**

Les mêmes planètes synthétiques sont injectées par MESS2 pour les vitesses radiales et l'imagerie. Les probabilités de détection pour les mesures de vitesses radiales sont généralement présentées dans la littérature sous forme de limites de détection à un certain seuil : par exemple, les limites de détection à 99,7% signifient qu'au dessus de cette limite plus de 99,7% des planètes pour une masse et une séparation données seront détectées. Pour le calcul des probabilités de détection en utilisant les données de vitesses radiales, j'ai comparé deux méthodes : la méthode des déviations standards, et l'analyse des puissances locales.

#### 1. Méthode des déviations standards.

Cette méthode repose sur le calcul de la déviation standard des valeurs de vitesses radiales des planètes synthétiques. La déviation standard des vitesses radiales de la planète est comparée à celle des observations (en d'autres termes, au bruit stellaire). J'ai utilisé un critère de comparaison équivalent à des détections au moins 3 sigma au dessus du bruit stellaire (en considérant le bruit stellaire comme étant blanc, bien que ce ne soit pas le cas), de façon à ce que le nombre de fausses détections n'excède pas 0.15% des détections.

#### 2. L'analyse des puissances locales.

Cette méthode, appelée LPA (Local Power Analysis) dans la suite de ce , a été présentée par Meunier & Lagrange (2013) dans le cas de l'analyse des vitesses radiales. Elle consiste à déterminer la détectabilité des planètes en comparant le périodogramme de Lomb et Scargle des séries temporelles de vitesses radiales induites par la présence d'une planète avec le périodogramme des séries temporelles observées. Les effets sur les périodogrammes de l'activité et de la pulsation stellaires sont particulièrement forts à hautes fréquences temporelles (voir figure 3.3 pour les ordres de grandeurs de ces deux effets sur les vitesses radiales). La particularité du LPA est que cette méthode prend en compte les informations du périodogramme de manière locale, c'est-à-dire en considérant chaque période planétaire testée, ce qui permet d'estimer au mieux les effets stellaires présents uniquement à hautes fréquences. Dans le cadre de l'étude des étoiles de faibles masses, la masse planétaire peut ne pas être négligeable devant la masse stellaire. J'ai pris en compte ce phénomène pour le calcul des périodogrammes, comme expliqué en Section 2.2 de mon article A&A (Lannier, J. et al.).



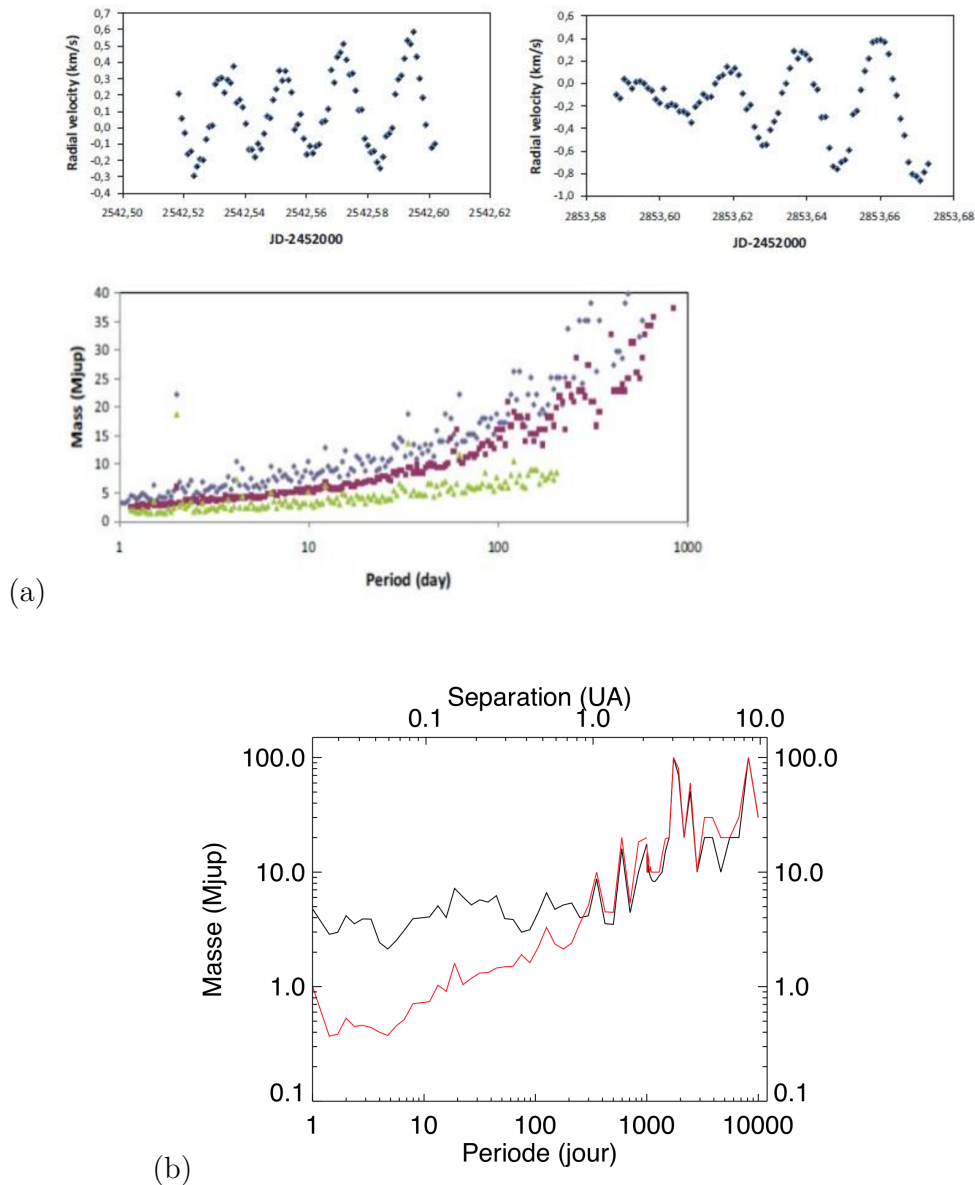


FIGURE 3.3 – Correction de la pulsation stellaire de  $\beta$  Pictoris (figure (a), haut) sur les limites de détection RMS (figure (a), bas : en bleu toutes les vitesses radiales, en rouge toutes les vitesses radiales moyennées sur la nuit, en vert toutes les vitesses radiales obtenues pendant des temps d’acquisition de 1h30-2h00 moyennées sur la nuit). Figure (b) : limites de détection LPA de HD 102458 en noir, corrigées de l’activité stellaire en rouge.

La méthode des déviations standards est moins robuste que le LPA, car les effets stellaires présents dans les vitesses radiales sont mal pris en compte, mais elle constitue une première approche plus rapide en temps de calcul que le LPA.

Finalement, les probabilités de détection des planètes géantes sont calculées en fonction de la détectabilité des planètes par au moins une des deux méthodes de détection : une planète est considérée comme détectée si elle est détectable par imagerie et/ou par vitesses radiales.

### 3.2.2 Résultats sur AU Mic (article).

**Exploration complète de la population des planètes géantes : combinaison de données d'imagerie directe et de vitesses radiales.** *J. Lannier, A.-M. Lagrange, M. Bonavita, S. Borgniet, P. Delorme, & N. Meunier, soumis à A&A en avril 2016.*

Je détaille la méthode de MESS2 et son application sur des données NaCo et HARPS de la naine M1 proche et jeune AU Mic (10 pc, 21 Ma). Ces résultats font partie d'un article soumis à A&A et reproduit ci-après. Les résultats que j'ai obtenus sont les suivants :

1. *Détermination des probabilités de détection de planètes géantes autour d'AU Mic par les méthodes des déviations standards et du LPA.* Mon travail sur la combinaison de vitesses radiales et de plusieurs données d'imagerie directe a pour la première fois montré qu'il était possible de détecter des planètes géantes de bien plus faibles masses qu'auparavant en utilisant les méthodes individuellement, pour toutes les gammes de séparations. Par exemple, des planètes de  $11 M_{Jup}$  à 5 UA étaient détectables par imagerie directe seule, alors que l'utilisation de MESS2 permet d'obtenir des limites de détection de planètes de  $3 M_{Jup}$  à cette même séparation, avec une probabilité supérieure à 90%. De même, j'ai montré que l'utilisation de MESS2 permettait de détecter 3 fois plus de planètes de  $2.5 M_{Jup}$  situées à 5 UA que l'approche standard qui consiste à comparer les limites de détections de vitesses radiales et celles d'une époque d'imagerie directe calculées indépendamment. Cette amélioration dépend de la séparation à l'étoile et de la masse planétaire testées, le gain de MESS2 étant maximal dans la région 1-15 UA où les domaines de sensibilité des deux techniques se recoupent le plus, ce qui permet la détection de planètes par chacune ou seulement l'une des deux techniques. Au-delà d'environ 7 UA, pour AU Mic, les vitesses radiales ne permettent plus la détection de planètes, mais la combinaison de plusieurs données d'imagerie permet d'atteindre de meilleures probabilités de détection que l'utilisation d'une seule époque d'observation.
2. *Etude de l'impact des différentes configurations des systèmes planétaires sur la probabilité de détecter des planètes géantes.* J'ai comparé les résultats de MESS2 dans le cas d'orbites planétaires inclinées ( $0^\circ$ ,  $30^\circ$ ,  $60^\circ$  et  $90^\circ$ ), et dont la distribution est uniforme en excentricités s'étend de 0 à 0.6. J'ai montré que le comportement des limites de détection de MESS2 différait en fonction des inclinaisons. En effet, si, pour une masse planétaire donnée, il est plus probable de détecter des planètes d'orbites très inclinées (configuration *edge-on*) à courtes séparations par vitesses radiales, à plus longues séparations il est plus probable de détecter des planètes sur des orbites *pole-on* par imagerie.
3. *Optimisation de la programmation de futures observations d'imagerie.* Enfin, pour AU Mic, j'ai montré que trois observations en 10 ans suffiraient pour atteindre les mêmes probabilités de détection finales pour des planètes de masse comprise entre 1 et  $14 M_{Jup}$  et situées entre 3 et 6 UA, que si cette étoile avait été observée plus souvent et/ou sur une échelle de temps plus longue. MESS2 permet donc d'améliorer le calendrier de futures observations, afin d'optimiser la recherche de planètes géantes dans des gammes de masses et séparations données.

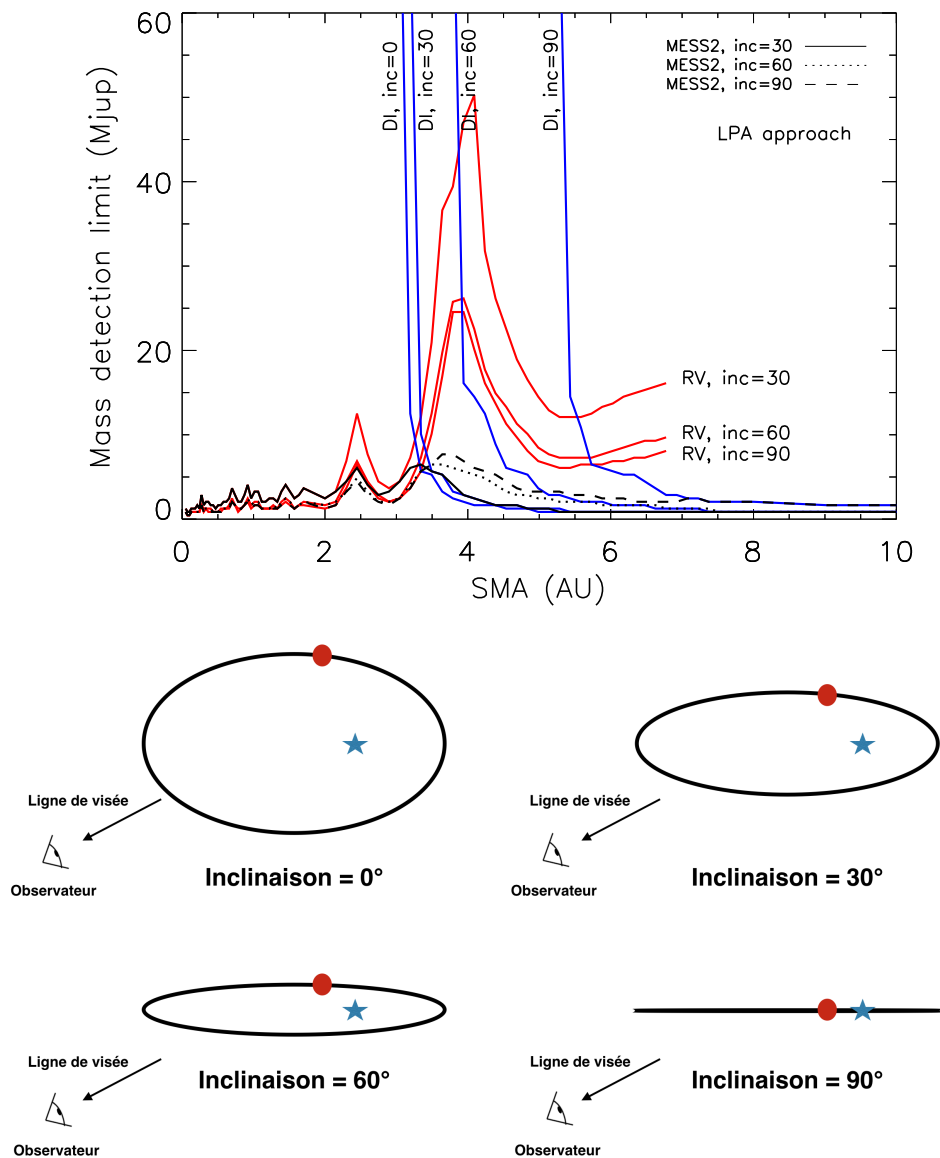


FIGURE 3.4 – Limites de détection obtenues avec MESS2 (lignes noires), en n'utilisant que les vitesses radiales (lignes rouges), et uniquement une donnée d'imagerie directe (lignes bleues), pour différentes inclinaisons dont les illustrations se trouvent en bas (une planète est représentée par le cercle rouge, l'étoile est représentée en bleu à l'un des foyers de l'ellipse). La distribution uniforme en excentricités des planètes générées s'étend de 0 à 0.6. Les masses ont été calculées à partir des modèles BT-Settl (Allard et al. 2011).

# Combining direct imaging and radial velocity data towards a full exploration of the giant planet population

## I. Method and first results

J. Lannier<sup>1</sup>, A.M. Lagrange<sup>1</sup>, M. Bonavita<sup>2</sup>, S. Borgniet<sup>1</sup>, P. Delorme<sup>1</sup>, N. Meunier<sup>1</sup>, S. Desidera<sup>3</sup>, S. Messina<sup>4</sup>, G. Chauvin<sup>1</sup>, and M. Kepler<sup>1</sup>

<sup>1</sup> Univ. Grenoble Alpes, Institut de Planétologie et d'Astrophysique de Grenoble (IPAG, UMR 5274), F-38000 Grenoble, France

<sup>2</sup> Institute for Astronomy, The University of Edinburgh, Royal Observatory, Blackford Hill, Edinburgh, EH9 3HJ, U.K.

<sup>3</sup> INAF Osservatorio Astronomico di Padova, vicolo dell'Osservatorio 5, I-35122, Padova, Italy

<sup>4</sup> INAF- Catania Astrophysical Observatory, via S.Sofia, 78 I-95123 Catania, Italy

### ABSTRACT

**Context.** Thanks to the detections of more than 3000 exoplanets these last 20 years, statistical studies have already highlighted some properties in the distribution of the planet parameters. Nevertheless, no study has yet investigated the planet populations from short to large separations around the same star since this requires the use of different detection techniques that usually target different types of stars.

**Aims.** We wish to develop a tool that combines direct and indirect methods so as to correctly investigate the giant planet populations at all separations.

**Methods.** We developed the MESS2 code, a Monte Carlo simulation code combining radial velocity and direct imaging data obtained at different epochs for a given star to estimate the detection probability of giant planets spanning a wide range of physical separations. It is based on the generation of synthetic planet populations.

**Results.** We apply MESS2 on a young M1-type, the nearby star AU Mic observed with HARPS and NACO/ESO. We show that giant planet detection limits are significantly better at short separations ( $\approx 20$  au in the case of AU Mic) when derived using the self-consistent approach of MESS2. As a consequence, we determine that the traditional approach of analysing independently the RV and DI detection limits systematically overestimates the planet frequency. The use of MESS2 allows to obtain correct planet occurrence rates in statistical studies, making use of multi-epoch DI data and/or RV measurements. We also show that MESS2 can optimise the schedule of future DI observations.

**Key words.** Planetary systems – Stars: low-mass – Methods: data analysis, statistical – Techniques: high angular resolution, radial velocity

Use \titlerunning to supply a shorter title and/or \authorrunning to supply a shorter list of authors.

## 1. Introduction

More than 3000 extra-solar planets have been detected to date, mostly with radial velocity (RV) and transit techniques (<http://www.exoplanet.eu>). Beside these prolific indirect detection methods, about 30 young, wide-orbit, giant exoplanets or brown dwarfs have been discovered using direct imaging techniques (DI). The analyses of the DI or RV surveys have brought in particular new constraints on exoplanet formation and highlight correlations between giant planet formation with stellar mass or stellar metallicity (Biller et al. 2007; Lafrenière et al. 2007; Johnson 2008; Chauvin et al. 2010; Johnson et al. 2010; Bonfils et al. 2013; Delorme et al. 2012; Rameau et al. 2013; Vigan et al. 2012; Bowler et al. 2015). Most of the analyses rely on robust statistical tools based on Monte Carlo simulations or on Bayesian methods and fake planet injection, such as the MESS code described by Bonavita et al. (2012).

The imaged exoplanets generally populate age, mass and semi-major axis domains ( $<1$  Gyr,  $>2 M_{Jup}$ ,  $>5$  au) distinct from those of RV planets usually searched (around mature stars, all masses,  $<5-10$  au)<sup>1</sup>. As a result, it has not been possible so far to explore the whole range of possible planetary orbits around a given star. It has been showed, though, that young stars can also be probed by RV (eg, Lagrange et al. 2013) to search for giant planets, and that, combined with DI studies, can allow a full exploration of the parameter space, as far as giant planets are concerned. This brings new observational constraints at different separations, especially because the improving performances of adaptive optics allow now to probe regions closer to the star than previously (with notably SPHERE, GPI, HiCIAO, Beuzit et al. 2006; Macintosh et al. 2014; Suzuki et al. 2010), therefore allowing overlap between the different datasets. This combination of data should significantly improve the robustness of the statistical studies of

Send offprint requests to: J. Lannier, e-mail: [justine.lannier@univ-grenoble-alpes.fr](mailto:justine.lannier@univ-grenoble-alpes.fr)

<sup>1</sup> Transiting exoplanets are found on average on shorter separations.

planetary populations. However, the simple consideration of the best detection limits derived from RV and DI data is not optimal for this analysis. If we consider planets on eccentric orbits in the overlapping separation range, the RV method will preferably detect the planets near their periastron since the RV variations are important there, while DI will detect the planets near their apastron since their projected separation is the largest. So, the actual chance to detect such planets is closer in this instance to the sum of the detection probability computed for each technique, rather than the best detection probability computed either for RV or for DI. A tool that self-consistently estimates the detection limits of a combined dataset is therefore necessary to derive the optimal detection limits for the growing number of stars currently investigated by RV, DI and in the future, astrometry with GAIA (Sozzetti et al. 2014).

We present in this article the MESS2 code, an advanced version of MESS that combines RV and DI data obtained at different epochs for individual stars. MESS2 can be used 1) to investigate the giant planet population at all separations in order to test the models of planet population synthesis, 2) to help improving the observational strategy.

We detail the methods for the DI and RV data combination in Section 2. In Section 3, we apply the MESS2 code to AU Mic, a young and nearby M1 dwarf, and we present a quantitative analysis of systematic biases of using independent analyses instead of our self-consistent tool. We present our conclusions and the associated new perspectives of our results in Section 4.

## 2. MESS2 (Multi-epochs multi-purposes exoplanet simulation system): methods

MESS2 allows to derive statistical information on the presence of planets around individual stars, using both multi-epoch DI and RV data. It is basically an upgrade of the MESS code (Bonavita et al. 2012), which is optimised for a single dataset. The MESS2 principles are described in the following sections.

### 2.1. Detection probability with direct imaging data at different epochs.

The MESS2 code uses a Monte Carlo approach, similarly to MESS. Step 1 is common to MESS and MESS2, while steps 2 and 3 are specific to MESS2.

1. **Definition of the parameters.** We generate a synthetic population of planets using distributions predicted by theoretical models (Mordasini et al. 2009) or semi-analytical approaches as the one by Cumming et al. (2008).

The code builds a grid of mass and semi-major axis ( $a$ ), with a tunable step. A same set of  $N_{gen}$  orbital parameters (eccentricity, inclination, argument of periastron, time of periastron passage) is then generated for each point of the grid. For each of the  $N_{gen}$  sets the projected positions of the planets ( $x, y$ ) on the plane perpendicular to the line of sight are calculated, using the equations (1) to (7) (Bonavita et al. 2012).

$$\begin{aligned} x &= AX + FY \\ y &= BX + GY \end{aligned} \quad (1)$$

$$\begin{aligned} X &= \cos E - e \\ Y &= \sqrt{1 - e^2} \sin E \end{aligned} \quad (2)$$

$$\rho = \sqrt{x^2 + y^2} \quad (3)$$

$$\begin{aligned} A &= a(\cos \omega \cos \Omega - \sin \omega \sin \Omega \cos i) \\ B &= a(\cos \omega \sin \Omega + \sin \omega \cos \Omega \cos i) \\ F &= a(-\sin \omega \cos \Omega - \cos \omega \sin \Omega \cos i) \\ G &= a(-\sin \omega \sin \Omega + \cos \omega \cos \Omega \cos i) \end{aligned} \quad (4)$$

$$\begin{aligned} M &= \left(\frac{t_{obs} - T_0}{\mathcal{P}}\right)2\pi \\ E_0 &= M + e \sin M + \frac{e^2}{2} \sin 2M \\ M_0 &= E_0 - e \sin E_0 \end{aligned} \quad (5)$$

$$E = E_0 + \frac{M - M_0}{1 - e \cos E_0} \quad (6)$$

$$\tan \frac{\nu}{2} = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \tan \frac{E}{2} \quad (7)$$

$X$  and  $Y$  are the orbital coordinates, computed using the Thiele-Innes elements  $A, B, F, G$  described in Eq. (4).  $\rho$  is the projected separation.  $E$  is the eccentric anomaly,  $e$  the eccentricity,  $\omega$  the argument of periastron,  $\Omega$  the longitude of the ascending node,  $i$  the inclination,  $M$  the mean anomaly,  $T_0$  the time of periastron passage,  $\nu$  the true anomaly,  $\mathcal{P}$  the orbital period of the planet, and  $t_{obs}$  the time of the observations. For each point of the [mass,  $a$ ] grid, we calculate the position of each synthetic planet for all the available epochs of DI observation.

2. **Definition of the detectability.** For every observational epoch, the DI detectability of each planet is tested by comparing its mass to the detection capability of the considered instrument. Here, we use detection limit maps (for further detail see Delorme et al. 2012; Lannier et al. 2016). If a planet is detectable at least at one epoch, it is considered as detected by DI.
3. **Probability derivation.** The probability to detect a planet of a given mass with a given semi-major axis is derived from the number of detected planets over the  $N_{gen}$  generated ones. Then, we build a probability map.

## 2.2. Deriving detection probabilities with RV data solely

MESS2 uses a root mean square-based method (RMS) as well as a local power analysis (LPA, Meunier et al. 2012). The RMS method is based on the comparison of the dispersion of synthetic planets RVs with the dispersion of the observed RVs. The LPA method is based on the generation of periodograms of synthetic planet RV time series, that are compared with the periodogram of the observed RV data within given orbital periods.

### 2.2.1. RMS-based method

1. **Definition of the parameters.** The same set of planets used for the DI data analysis is used. We restrict however the semi-major axis range to values that correspond to periods less than half the available time baseline.
2. **Definition of the detectability.** MESS2 computes synthetic RV curves for each synthetic planet. For a specific planet, given its mass  $m_{\text{planet}}$  (in  $M_{Jup}$ ), its orbital period  $\mathcal{P}$  (in year), its eccentricity  $e$ , and its inclination  $i$ , MESS2 computes the half amplitude  $K$  (in  $\text{m.s}^{-1}$ ) of the star RV variations (given the stellar mass  $M_{\text{star}}$ , in  $M_{\text{Sun}}$ ), as shown in Eq. 8:

$$K = \frac{28.432 \times m_{\text{planet}} \times \sin(i)}{M_{\text{star}}^{2/3} \times \mathcal{P}^{1/3} \times \sqrt{1 - e^2}} \quad (8)$$

Then, the RV time series  $V$  of the star due to the presence of the simulated planet orbiting the star are computed at each epoch when RV data were available, using:

$$V(t) = V_0(t) + K(t) \times (\cos(\omega_*(t) + v_*(t)) + e \times \cos(\omega_*(t))) \quad (9)$$

$V_0$  is a white noise derived from the standard deviation of the observed temporal series of the star.  $\omega_*$  is the argument of the periastron of the orbit of the star,  $v_*$  the true anomaly of the star's position from the centre of mass, and  $e$  the planet eccentricity.  $N_{\text{gen}}$  such temporal series are generated for each point of the [mass,a] grid. To test the detectability of the generated planets, we compare the generated time series with the observed one and we apply the condition that no more than 0.15% of the planet detections are actually false positive signals (this condition corresponds to a 3-sigma criterion). In practice, to fulfil the 3-sigma criterion, we generate a large number  $N$  of RV time series without planet signal, by adding a white noise on the observed RV measurements, and we count how many times the RMS of the planet-less signal is above  $X$  times the RMS of the observed RV, and we choose  $X$  so that the number of false alarm detections does not exceed 0.15% of  $N$ . We therefore consider that a planet is detected if the RMS of its simulated RV time series is higher than the observed one, using the threshold  $X$ :

$$\text{RMS}_{\text{generated RV}} > X \times \text{RMS}_{\text{observed RV}} \quad (10)$$

3. **Probability derivation.** The probability to detect planets of a given mass at a given semi-major axis is computed after counting how many planets are detected among the  $N_{\text{gen}}$  generated ones, for each considered planetary mass and semi-major axis.

### 2.2.2. LPA-based method

1. **Definition of the parameters.** The free parameters for the generation of the periodograms are: i) the period range and the total number of periods for the computation of each periodogram; and ii) the orbital and physical parameters of the planets as described in Section 2.1. The width of the period windows used to compare the periodograms locally to test the detectability of the planets of period  $\mathcal{P}$  is fixed to  $[0.75 \times \mathcal{P}; 1.25 \times \mathcal{P}]$  (the choice of the width of the period window is discussed in Meunier et al. 2012).
2. **Definition of the detectability.** The Lomb-Scargle periodograms (Press & Rybicki 1989) for each generated planet with a given mass and semi-major axis (hereafter called "synthetic periodograms") are computed, as well as the periodogram using the observed data. To determine the detectability of a planet, the maximum power in a synthetic periodogram is compared with the maximum power in the periodogram of the observed RV data, within the considered period window  $[0.75 \times \mathcal{P}; 1.25 \times \mathcal{P}]$ . The periods  $\mathcal{P}$  are calculated from the input semi-major axes using the approximate third Kepler law<sup>2</sup>. A planet is detected if its maximum power is at least 1.3 times higher than the maximum power in the periodogram of the observed RV data. The choice of this threshold results from an empirical compromise between our need to detect as many small planets as possible and our need to reduce as much as possible the rate of false positives. Note that the rate of false positives is very difficult to estimate: as discussed in Meunier et al. (2012), the use of false alarm probability, which is sometimes used, has a limited interest, as it cannot take into account the temporal structure of the noise.

To speed up the computation, the periodograms are computed only for a reference planetary mass  $m_{\text{ref}}$  for each semi-major axis and for each input orbital parameter (we call it the reference periodogram, and we arbitrarily choose  $m_{\text{ref}} = 1 M_{Jup}$ ). We therefore get  $N_{\text{gen}}$  reference periodograms for each value of semi-major axis. The periodograms corresponding to the other masses  $m_p$ , but to the same orbital parameters, are scaled from the reference periodograms following the formula that we demonstrate in appendix A:

$$\mathcal{P}(P) = \mathcal{P}_{\text{ref}}(P) \times \left( \frac{m_p}{m_{\text{ref}}} \times \left( \frac{m_{\text{star}} + m_{\text{ref}}}{m_{\text{star}} + m_p} \right)^{2/3} \right)^2 \quad (11)$$

where  $\mathcal{P}$  are the periodograms corresponding to the other masses  $m_p$ , and  $\mathcal{P}_{\text{ref}}$  are the reference periodograms computed for  $1 M_{Jup}$ .

For both the LPA-based and RMS-based method, only planets with periods lower than two times the time baseline are considered.

<sup>2</sup> Note that since the conversion semi-major axis to period is made using the approximate third Kepler's law, the planet mass is neglected in this calculation. To mitigate the effects of this approximation when the mass ratio between the star and the planet is high, the value of the exact period (using the non-approximated formula of the third Kepler's law) is compared to the values of the approximated periods. The closest reference periodogram in terms of period is therefore used to derive the  $N_{\text{gen}}$  periodograms for each point of the [mass,a] grid. We estimate that this period allocation leads to semi-major axis shifts of less than 4%.

**3. Probability derivation.** A probability map is computed by adding the number of detected planets among the  $N_{gen}$  generated ones, for each planetary mass and semi-major axis of the grid.

### 2.2.3. Comparison of the two RV methods used in MESS2

Meunier et al. (2012) compared different methods to determine detection limits from RV data. They conclude that the LPA-based method is very robust and "provides the most significant improvement on the RMS method". Indeed, conversely to the RMS method, LPA method takes into account the temporal structures of the stellar noise which is in most cases the dominant source of noise. The RMS-based method can however be used to get a first estimate of the detection probability as it requires a much smaller computational time. This is especially useful for cases where large sets of RV measurements are available.

The RV time series are often dominated by the effects of the stellar activity and/or pulsation. Correction for these effects should be applied before using MESS2. In the case of magnetic activity it is possible to perform corrections using the bisector or other activity criteria (as in the case of AU Mic, see below). In the case of pulsations, the RV can be averaged over appropriate timing (see an illustration in Lagrange et al. 2016, in prep., in the case of the pulsating A-type star  $\beta$  Pictoris).

### 2.3. Combining RV measurements and DI data obtained at different epochs

For each point of the [mass,a] grid, the detectability of each generated planet is determined by checking if each planet can be detected at least in one DI epoch (see Section 2.1) or in the RV ones (see Section 2.2). The MESS2 code derives the final probability map, by counting for each [mass,a], how many of the  $N_{gen}$  generated planets are detected with either technique.

Note: We set the detectability criterion at  $X = 1.44$  for the RMS-based method in the case of AU Mic. This criteria corresponds to an equivalent 3-sigma which is appropriate for RV detections. For DI, we adopt the usual 5-sigma criterion: this criterion is realistic far from the star halo (in background limited region) but is probably optimistic in the speckle dominated region (eg Delorme et al. 2012; Rameau et al. 2013; Lannier et al. 2016).

## 3. Applications: the case of AU Mic

AU Mic (HIP 102409/HD 19748/GJ 803) is a M1V type star, that belongs to the  $\beta$  Pictoris moving group (20-26 Myr, in this paper we will use 21 Myr, Binks & Jeffries 2014), located at 10 pc (van Leeuwen 2007). Its magnitude is  $K = 4.5$  and its mass is estimated to be  $0.61 M_{Sun}$  using BT-Settl models (Allard et al. 2012). A debris disk was detected around AU Mic from  $\approx 10$ -17 to 210 au (Liu et al. 2004; Metchev et al. 2005; Krist et al. 2005), with an edge-on configuration whose the inner part is asymmetric (Kalas et al. 2004; Liu 2004; Boccaletti et al. 2015). The gas to dust mass ratio of the disk is low, 6:1 (Roberge et al. 2005), compared to the typical mass ratio 100:1 of protoplanetary

**Table 1.** Periods of observation for the AU Mic DI data.

Obs. period	run	number of observations
June, July, Sept. 2004	073.C-0834(A)	7
July 2010	085.C-0675(A)	1
Sept. 2010	085.C-0277(B)	1

disks, indicating that most of the gas has dissipated. Neither planets nor brown dwarfs have been detected in the inner hole of the disk or within it yet.

### 3.1. Observations

AU Mic has been observed 10 times by NaCo/ESO between 2004 and 2010, in L' band (see Tab. 1), and 26 times by HARPS/ESO over 11 years (from 2004 to 2015). HARPS provides high precision RV data ( $< 1$  m/s). The data were re-duced by the instrument data reduction software. Setups of simultaneous Thorium-Argon exposures were used. Thanks to its mass, its close distance (10 pc) and its long RV time base data (11 years), AU Mic is a good test for MESS2, as it is one of the few cases available for which the parameter space probed by RV and DI significantly overlap. The time sampling of the RV data is not homogeneous: a first set of measurements has been taken between 2004 and 2005, and a second set of data was obtained 8 years later. AU Mic is a very active M1V star with a rotation period  $P = 4.5$  d, a  $v \times \sin i = 9.3$  km s $^{-1}$  (Torres et al. 2006), and peak-to-peak V-band light curve amplitudes up to  $\Delta V = 0.10$  mag (Messina et al. 2010). Its RV are strongly impacted by the presence of long lived spots/plages. Yet, the RV can be very efficiently corrected thanks to a very good correlation (Pearson's coefficient  $\approx -0.97$ ) between the RV and bisector (see Fig. 3, and other examples of correlation of RV using bisector velocity span in Lagrange et al. 2013). The correction decreases the RV RMS from 156.6 m/s to 33.9 m/s. We then use the RV corrected time series shown in Fig. 3 (bottom). The RV measurements and bisector velocity spans are given in Table 2.

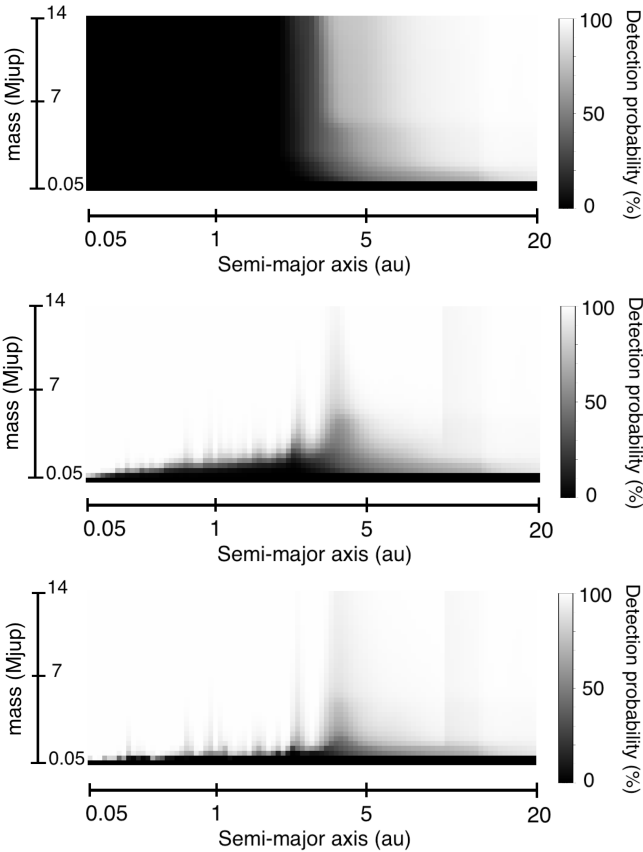
### 3.2. Simulations Setup

We set the semi-major axis and mass ranges to respectively [0.05;130] au and [0.05,80]  $M_{Jup}$ . The semi-major axis step is logarithmic between 0.05 and 2 au, then linear between 2 and 130 au with a smaller step between 2 and 8 au. We chose this composite sampling to better probe the closer-in region where the RV data are more sensitive. We choose a uniform distribution for the eccentricity between 0 and 0.6, in order to test the detectability of weakly to moderately eccentric planets that would more likely maintain the debris disk dynamically stable. We also choose the inclination range to be [83°,97°] assuming then that the planets orbits within the plane of the edge-on disk, with the possibility to generate planets just above or underneath the disk plane within 7°, following the example of the planets of our Solar System. We use  $N_{gen} = 10000$ .

### 3.3. Combining the DI data

We use the giant planet detection probability maps that we had previously derived for each observation epoch (for further detail, see Delorme et al. 2012; Lannier et al.

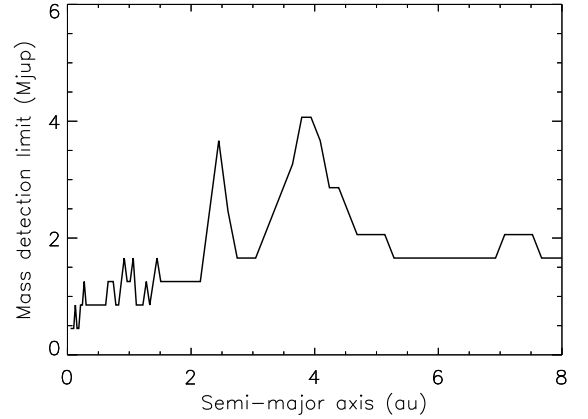
2016). Figure 1 (top) shows the detection probability map ( $[0.05, 20]$  au and  $[0.5, 14] M_{Jup}$ ) that we obtain after following the process described in Section 2. Figure 2 (middle) illustrates the mass detection limit improvement when using all the available DI data. Note that the low mass detection limits of  $1 M_{Jup}$  obtained at large separations are in fact upper limits. Indeed, the evolution models by Baraffe et al. (2003) and BT-Settl model atmosphere Allard et al. (2012) do not provide values for masses less than  $1 M_{Jup}$ . Compared to the use of a one-epoch DI data, our detection probabilities are improved at relatively short separations and for low-mass planets, typically for semi-major axis range 3-15 au and masses under  $10 M_{Jup}$ . In practice, significant improvements will be obtained if the planet period is  $\approx 4$  the time baseline or less, so that the planets move enough on their orbits to be detectable at one epoch. As the combination of multiple epochs mostly improves the detection probability for low-mass planets on short separations, in the following we will focus on companions with masses between 0.5 and  $14 M_{Jup}$  and within 20 au.



**Fig. 1.** Detection probabilities when using all AU Mic DI data (top), all DI and RV data with our RMS approach (middle), and all DI and RV data with the LPA approach (bottom). We use a planet mass range of  $[0.5, 14] M_{Jup}$ , a separation range of  $[0.05, 20]$  au, an eccentricity range of  $[0, 0.6]$ , an inclination range of  $[83^\circ, 97^\circ]$ , and  $N_{gen} = 10000$ .

### 3.4. Combining the AU MIC DI and RV data

Figure 1 (middle and bottom) shows the probability maps obtained when combining the RV and DI data,



**Fig. 5.** Mass detection limits (90%) obtained after combining AU Mic DI and RV data considering circular orbits, with the LPA approach. We use  $i=[83^\circ, 97^\circ]$ , and  $N_{gen} = 10000$ .

using the RMS and LPA approaches (middle and bottom, respectively). Figure 2 shows the associated detection limits. Figure 4 shows the comparison of the best detection limits that we could obtain with MESS2 (solid line) and without (dashed line). For the calculation of the detection limits represented by the dashed line, we compute the detection limits obtained with RV data on the one hand and with the most sensitive DI dataset on the other hand, taking the best mass limit between the two of them for each probed separation (in the text we call this approach "the standard combination", while the "self-consistent combination" refers to the DI and RV data combination within MESS2).

As expected, combining self-consistently DI and RV data rather than using the standard combination, dramatically improves the detection limits at shorter separations compared to the use of a one-epoch DI data only, since this parameter range is very well investigated by RV but not yet reachable by the DI instrumental sensitivity. On the contrary, using RV data does not improve the detection of wider-orbit planets, since the RV technique is not sensitive to large separations.

Second, we find that the combination of both RV and DI observations significantly improves the detection limits up to 20 au. For instance, at 5 au, without MESS2, we find a detection limit at 90% probability of  $\approx 8 M_{Jup}$  using the LPA approach only, while MESS2 provides a mass limit down to  $\approx 3.5 M_{Jup}$  at this separation (LPA method). When an overlap between the RV and DI data is possible, using a standard DI and RV independent detection limits combination becomes obsolete, because this standard combination under-estimates the number of generated planets that could be detected, resulting in worse detection limits. This has a direct impact on the planet frequency derived from surveys, since the planet occurrence rate was therefore systematically overestimated within the parameter domain overlapped by DI and RV data. MESS2 gives more robust detection limits and probabilities in this parameter range: for instance, with the LPA approach, twice as many synthetic planets of  $2 M_{Jup}$  at 4 au are detected than using the standard combination of DI and RV detection limits. The difference between using MESS2



instead of a standard combination of RV and DI detection limits is higher for smaller planets close to the detection limits that are usually used to define the best sensitivity of a data set. At larger separations, there is still an important difference also close to the detection limits, that is due to the use of multi-epoch DI data (see Fig. 4).

Note that for separations typically between 7 and 16 au, the poor detection limits at 90% probability derived from the standard combination (see Fig. 4) are due to projection effects (for instance, at 8 au, there is a 75% probability to detect a  $\approx 3 M_{Jup}$  planet, while no brown dwarf could be detected with a 90% probability at this separation, using LPA approach). These effects are as strong because the high inclination imposed by the edge-on configuration of AU Mic, and even bright companions would be hidden behind the star during more than 10% of their orbit.

Note also that we show in Fig. 5 the detection limits that we obtain by testing circular orbits instead of eccentric ones, as the debris disk around AU Mic can prevent the presence of too eccentric, wide-orbit planets. In the following, we still use the eccentricity range [0,0.6].

### 3.5. Scheduling future DI observations.

Another independent use of MESS2 is the optimisation of the schedule of new DI observations, more precisely to predict the best time intervals and time baselines to obtain new DI data of a star, depending on the semi-major axis and mass ranges.

In order to illustrate this feature of the code we constructed several sets of simulated observations, by combining two copies of the same DI observation (we use the first epoch observation of AU Mic, taken on 2004-06-10) and changing the time span between the two simulated data. This allowed us to assess the changes in detection probability as a function of the time between the single epochs. Figure 6 shows the probability maps when a second DI data is taken 5 and 25 years later. Note that we see poor-gain vertical lines that move towards larger semi-major axis when the time lapse increases. They are associated to the revolution periods of the planets: for instance, planets located at 2.5 au and 7.3 au cover their entire orbit respectively in 5 and 25 years, so there is no benefit to re-observe them after a full revolution. Figure 7 illustrates the detection probability gain obtained when combining different DI data separated by 0.5, 1, 2, 3, 5 or 8 years, over different time baselines, for planet between 0.5 and 14  $M_{Jup}$  located in the restrictive semi-major axis range [4-8] au. The gain is defined as the median value of the detection probability after the combination of several DI data, over the median value of the detection probability using a one-epoch data, within the planet masses and semi-major axes restrictions. Of course, observing a star as often as possible gives the best gains, but a very high observational frequency is not necessary: observing only three times AU Mic over ten years gives almost the same gain than observing the target more frequently, if we search for planets with masses 0.5-14  $M_{Jup}$  at 4-8 au, with appropriate time sampling. Indeed, the plateau that we observe around an improvement of  $\approx 90\%$  at observing the star several times, is reachable with a 10-year time baseline, for DI observations separated by less than 5 years.

## 4. Concluding remarks and perspectives

We presented the MESS2 code (Multi-epochs multi-purposes exoplanet simulation system), a statistical tool that combines multi-technique data. Our aim with MESS2 was 1) to properly constrain giant planet populations from the inner to outer regions of stars (using RV and DI techniques) to eventually constrain the models of planet population synthesis, and 2) to optimise the scheduling of DI observations. A MESS2 application is presented in this paper in the case of the late-type star AU Mic. Another application will be presented in the case of a pulsating early type star,  $\beta$  Pictoris, in a coming paper (Lagrange et al. 2016, in prep.).

In the case of AU Mic, located at 10 pc, we could bridge the gap between RV and DI data and constrain the presence of giant planets with masses  $\geq 2 M_{Jup}$  (using probabilities of 60%) from a fraction of au to several tens of AU, and  $\leq 1 M_{Jup}$  outside the 2-4 au range. The detection limits obtained after the self-consistent combination of RV and DI data with MESS2 are significantly better than those obtained with the standard combination of RV and DI independent detection limits. In particular, between 7 and 16 au, we showed that more than 90% of planets down to 2  $M_{Jup}$  are detectable. On the opposite, the standard combination of RV and DI independent detection limits cannot exclude with a 90% probability the presence of brown dwarfs of any mass at these separations. In addition to the fact that MESS2 provides more constrained and more robust detection limits, not using a self-consistent tool such as MESS2 for AU Mic leads to overestimate the planet frequency. Additional RV data and/or future GAIA astrometric data as described by Sozzetti et al. (2014) could better constrain the intermediate separations, i.e. less than a few astronomical units.

The detection probabilities computed depend on the configuration of the planets orbits (i.e. the inclination with respect to the line of sight, and the position angle of the orbit with respect to the North). First, the RV and DI methods are inversely sensitive to the planets inclinations. If the system is observed edge-on (as AU Mic), then combining sets of DI and RV data together greatly improves the probability to detect planets at all separations. On the contrary, if the system is observed pole-on, then the RV measurements do not constrain the detection probabilities. Moreover, if one assumes circular and pole-on orbits, there will be no gain at combining all DI data. The intermediate cases between those extremes are more common, like HR8799 ( $25^\circ$  with respect to the plane of the sky, Contro et al. 2015), TW Hydrae ( $7^\circ$  for the outer disk and  $4.3^\circ$  for the inner disk, Setiawan et al. 2008; Pontoppidan et al. 2008) or HD141569 ( $51^\circ$ , van der Plas et al. 2015). Fig. 8 shows that the different inclinations affect differently the detection limits. The detection limits vary differently as a function of the planet inclination, since the detection limits for an almost edge-on configuration are lower for short separations and higher for larger ones than the detection limits when considering a pole-on configuration. Second, it is also possible, within the MESS2 code, to take into account the position angle of the system by constraining the longitude of ascending node. Constraining this orbital parameter is relevant in cases where a structure such as a circumstellar disk is detected in the considered DI data and affects the data sensitivity. Taking into consideration the

position angle of the system does not affect the detectability of RV planets, while the impact on the detectability of DI planets can be strong. Applying MESS2 on  $\beta$  Pictoris data is a good test for constraining the position angle of the orbits of the synthesized planets (see Lagrange et al. 2016, in prep.).

The impact of each detection technique also depends on the stellar properties. For instance, the younger the stars are, the more sensitive DI is, but this is not necessary true for RV (it depends on the stellar activity, pulsation and rotation levels).

Finally, the combination of RV and DI data when RV trends are observed can be used to constraint the orbital and physical parameters of the potential planet that would produce this trend. Indeed, either the planet is detected within the DI data and thus its parameters are constrained, either it is not imaged and then the DI detection limits can be used to put upper limits on its physical properties. This application of MESS2 will be the object of a future paper (Bonavita & et al. 2016).

*Acknowledgements.* We thank the staff of ESO-VLT and ESO-La Silla for their support at the telescope. We acknowledge support from the French National Research Agency (ANR) through the GuEPARD project grant ANR10-BLANC0504-01 and GIPSE project grant ANR-14-CE33-0018. We thank Pascal Rubini for his work on the software SAFIR.

## References

- Allard, F., Homeier, D., & Freytag, B. 2012, Royal Society of London Philosophical Transactions Series A, 370, 2765
- Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2003, A&A, 402, 701
- Beuzit, J.-L., Feldt, M., Dohlen, K., et al. 2006, The Messenger, 125
- Biller, B. A., Close, L. M., Masciadri, E., et al. 2007, ApJS, 173, 143
- Binks, A. S. & Jeffries, R. D. 2014, MNRAS, 438, L11
- Boccaletti, A., Thalmann, C., Lagrange, A.-M., et al. 2015, Nature, 526, 230
- Bonavita, M., Chauvin, G., Desidera, S., et al. 2012, A&A, 537, A67
- Bonavita, M. & et al. 2016, in preparation
- Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., et al. 2013, A&A, 549, A109
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., & Tamura, M. 2015, ApJS, 216, 7
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Bonavita, M., et al. 2010, A&A, 509, A52
- Contro, B., Wittenmyer, R. A., Horner, J., & Marshall, J. P. 2015, Origins of Life and Evolution of the Biosphere, 45, 41
- Cumming, A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2008, PASP, 120, 531
- Delorme, P., Lagrange, A. M., Chauvin, G., et al. 2012, A&A, 539, A72
- Johnson, J. A. 2008, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 398, Extreme Solar Systems, ed. D. Fischer, F. A. Rasio, S. E. Thorsett, & A. Wolszczan, 59
- Johnson, J. A., Aller, K. M., Howard, A. W., & Crepp, J. R. 2010, PASP, 122, 905
- Kalas, P., Liu, M. C., & Matthews, B. C. 2004, Science, 303, 1990
- Krist, J. E., Ardila, D. R., Golimowski, D. A., et al. 2005, AJ, 129, 1008
- Lafrenière, D., Marois, C., Doyon, R., Nadeau, D., & Artigau, É. 2007, ApJ, 660, 770
- Lagrange, A.-M., Meunier, N., Chauvin, G., et al. 2013, A&A, 559, A83
- Lannier, J., Delorme, P., Lagrange, A.-M., et al. 2016, submitted to A&A
- Liu, M. C. 2004, Science, 305, 1442
- Liu, M. C., Matthews, B. C., Williams, J. P., & Kalas, P. G. 2004, ApJ, 608, 526
- Macintosh, B., Graham, J. R., Ingraham, P., et al. 2014, Proceedings of the National Academy of Science, 111, 12661
- Messina, S., Desidera, S., Turatto, M., Lanzafame, A. C., & Guinan, E. F. 2010, A&A, 520, A15
- Metchev, S. A., Eisner, J. A., Hillenbrand, L. A., & Wolf, S. 2005, ApJ, 622, 451
- Meunier, N., Lagrange, A.-M., & De Bondt, K. 2012, A&A, 545, A87
- Mordasini, C., Alibert, Y., & Benz, W. 2009, A&A, 501, 1139
- Pontoppidan, K. M., Blake, G. A., van Dishoeck, E. F., et al. 2008, ApJ, 684, 1323
- Press, W. H. & Rybicki, G. B. 1989, ApJ, 338, 277
- Rameau, J., Chauvin, G., Lagrange, A.-M., et al. 2013, A&A, 553, A60
- Roberge, A., Weinberger, A. J., Redfield, S., & Feldman, P. D. 2005, ApJ, 626, L105
- Setiawan, J., Henning, T., Launhardt, R., et al. 2008, Nature, 451, 38
- Sozzetti, A., Giacobbe, P., Lattanzi, M. G., et al. 2014, MNRAS, 437, 497
- Suzuki, R., Kudo, T., Hashimoto, J., et al. 2010, in Proc. SPIE, Vol. 7735, Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III, 773530
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., da Silva, L., et al. 2006, A&A, 460, 695
- van der Plas, G., van den Ancker, M. E., Waters, L. B. F. M., & Dominik, C. 2015, A&A, 574, A75
- van Leeuwen, F. 2007, A&A, 474, 653
- Vigan, A., Patience, J., Marois, C., et al. 2012, A&A, 544, A9

## Appendix A:

We demonstrate here the formula of proportionality that connects the values of periodograms computed using two different planet masses, at the same semi-major axis. Let's consider two planets respectively with masses  $m_1$  and  $m_2$ , orbiting the same star of mass  $m_*$  at the same period  $\mathcal{P}$  and having the same orbital inclination  $i$ . The half-amplitudes of their RV curves are respectively:

$$K_1 = \left(\frac{2\pi G}{\mathcal{P}}\right)^{\frac{2}{3}} \frac{m_1 \sin i}{(m_* + m_1)^{\frac{2}{3}}} (1 - e^2)^{-\frac{1}{2}} \quad (\text{A.1})$$

$$K_2 = \left(\frac{2\pi G}{\mathcal{P}}\right)^{\frac{2}{3}} \frac{m_2 \sin i}{(m_* + m_2)^{\frac{2}{3}}} (1 - e^2)^{-\frac{1}{2}} \quad (\text{A.2})$$

Then, the ratio of these half-amplitudes is:

$$\frac{K_1}{K_2} = \frac{m_1}{m_2} \left(\frac{m_* + m_2}{m_* + m_1}\right)^{\frac{2}{3}} \quad (\text{A.3})$$

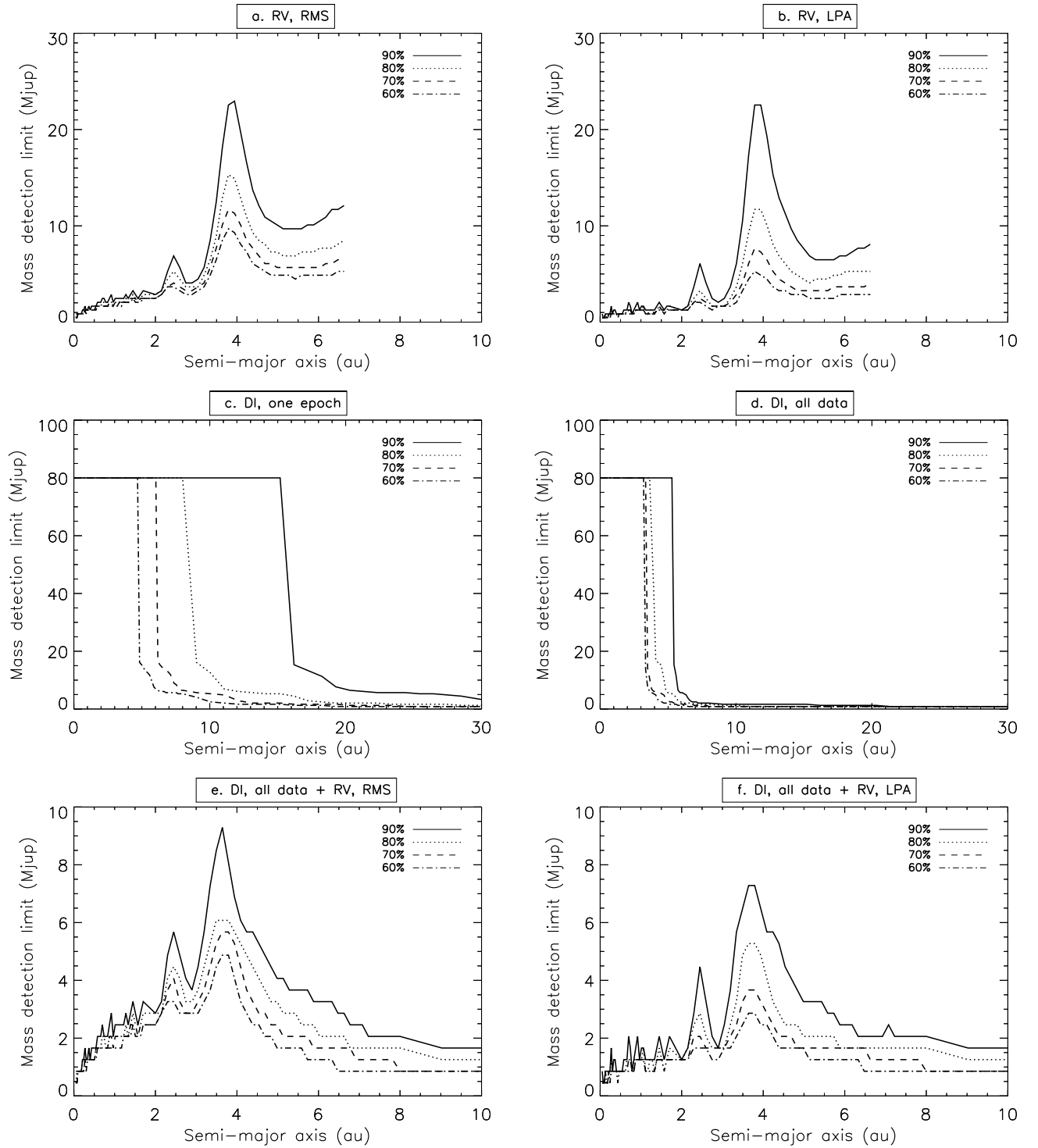
The Lomb-Scargle periodograms give the spectral power of the RV measurements as a function of the planet periods. Mathematically, the Lomb-Scargle periodograms are the square of the Fourier Transform of the RV measurements, we have:

$$\mathcal{P}_1(P) \propto K_1^2 \quad (\text{A.4})$$

$$\mathcal{P}_2(P) \propto K_2^2 \quad (\text{A.5})$$

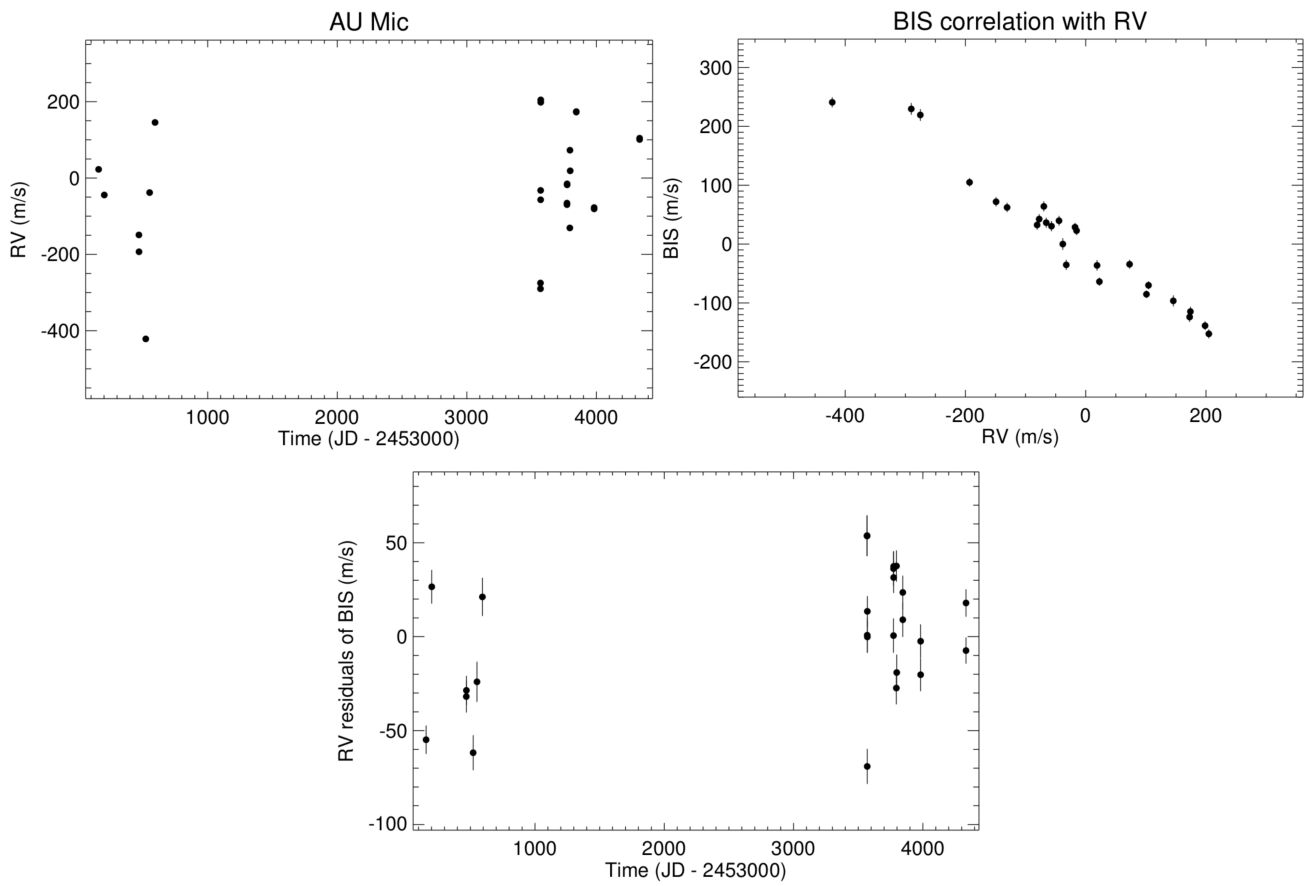
Then, the ratio between the values of two periodograms for the period  $P$  can be written:

$$\frac{\mathcal{P}_1(P)}{\mathcal{P}_2(P)} = \left(\frac{m_1}{m_2} \times \left(\frac{m_* + m_2}{m_* + m_1}\right)^{\frac{2}{3}}\right)^2 \quad (\text{A.6})$$



**Fig. 2.** Mass detection limits for AU Mic (for detection probabilities of 60%, 70%, 80%, 90%) when using RV measurements solely with RMS (a.) and LPA (b.) approaches, one DI data from one epoch (c.) and all DI data (d.), and finally both DI and RV data using the RMS (e.) and LPA (f.) approaches. We use an eccentricity range of  $[0,0.6]$ , an inclination range of  $[83^\circ, 97^\circ]$ , and  $N_{gen} = 10000$ .

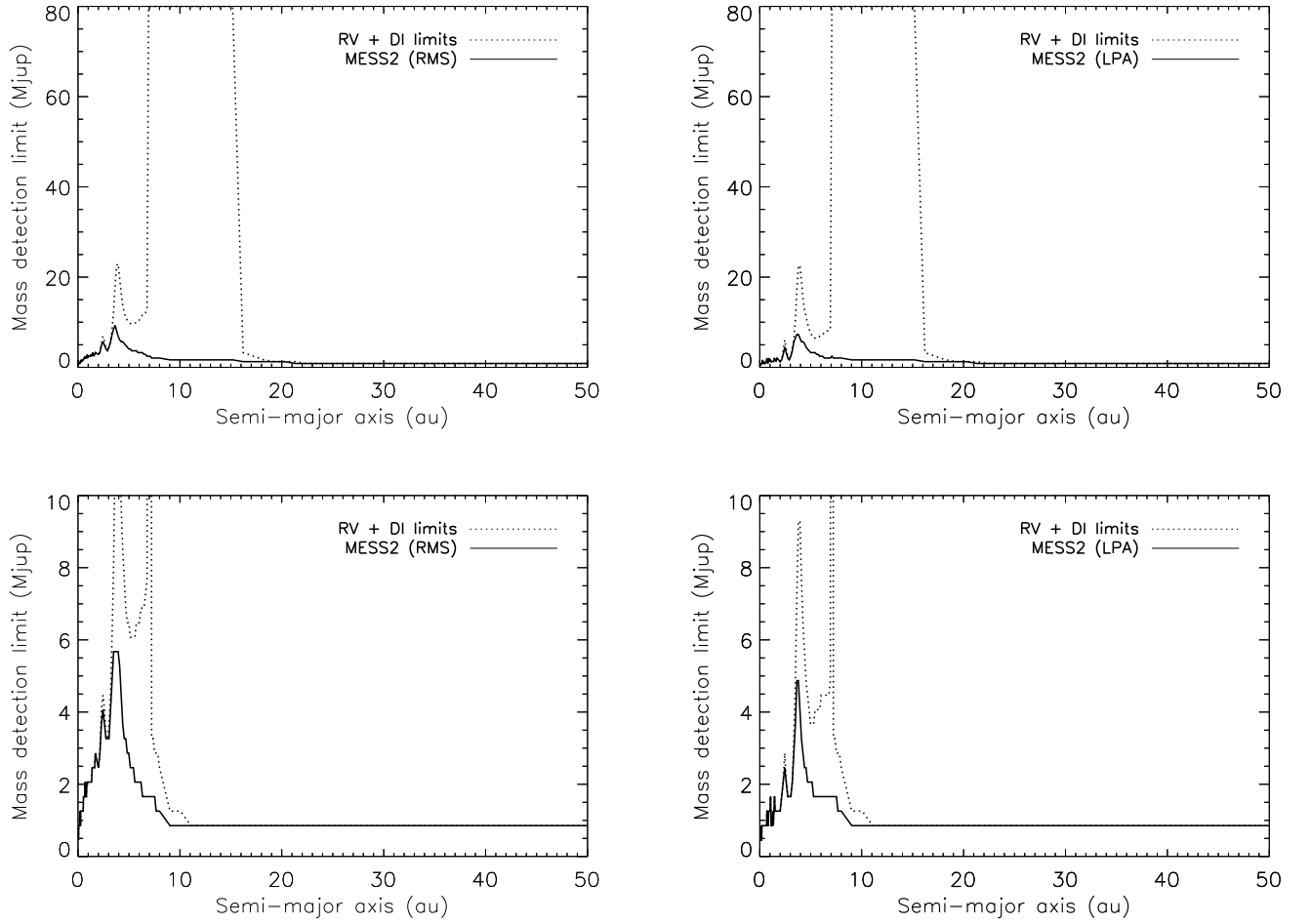
Note: the peaks around 2.7 and 4.3 au are due to the imperfect temporal sampling of the RV data. The low mass detection limits of  $1 M_{Jup}$  obtained at large separations are in fact upper limits, corresponding to the lowest values provided by the evolution models by Baraffe et al. (2003) and BT-Settl model atmosphere Allard et al. (2012).



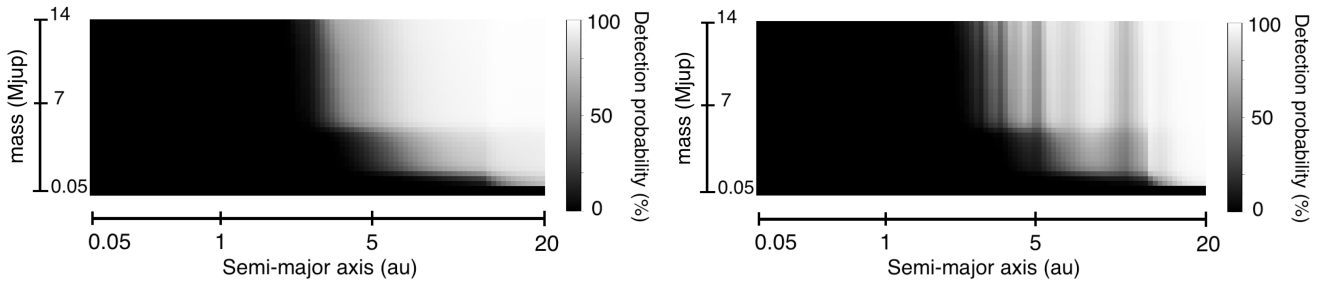
**Fig. 3.** AU Mic initial RV time series (top left), correlation of RV data with the bisector velocity span (top right), and RV corrected from the bisector velocity span correlation (bottom).

**Table 2.** AU Mic initial RV measurements with errors, and bisector velocity span with errors in  $\text{km.s}^{-1}$ , for the corresponding date of observation.

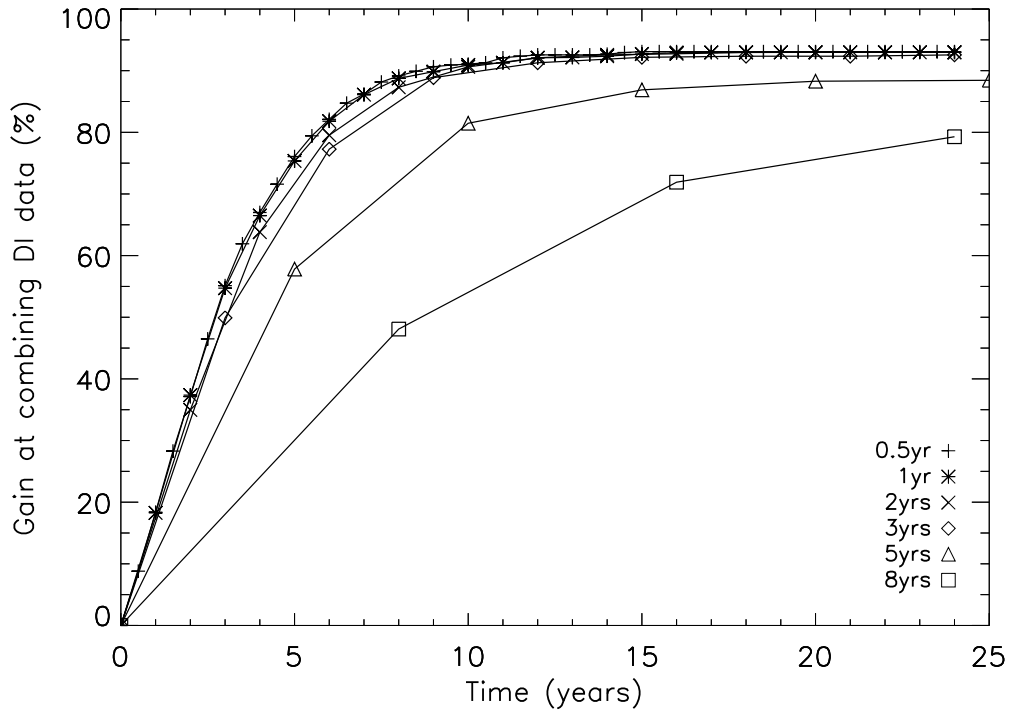
BJD-2453000	RV	RV errors	bisector velocity span	bisector velocity span errors
157.898424	0.022713	0.002816	-0.063852	0.007041
201.823450	-0.044461	0.003343	0.039650	0.008356
468.892370	-0.149082	0.003154	0.071819	0.007885
469.843534	-0.193213	0.002877	0.104851	0.007191
521.894368	-0.421558	0.003464	0.240802	0.008661
551.803998	-0.038124	0.003970	0.000000	0.009926
593.622139	0.145622	0.003777	-0.096523	0.009442
3568.505024	-0.290126	0.003997	0.229599	0.009993
3568.515706	-0.275093	0.004017	0.219286	0.010044
3569.494659	-0.032413	0.003461	-0.035353	0.008653
3569.505549	-0.056961	0.003481	0.030390	0.008703
3570.560455	0.198430	0.003022	-0.138663	0.007555
3570.571449	0.204715	0.003110	-0.152526	0.007775
3772.914293	-0.065683	0.003395	0.036329	0.008488
3772.924248	-0.069677	0.003422	0.063948	0.008556
3773.911762	-0.017799	0.002991	0.028629	0.007477
3773.926196	-0.015262	0.003064	0.022738	0.007661
3794.882288	-0.130789	0.003228	0.062227	0.008070
3795.885873	0.072862	0.003100	-0.034385	0.007749
3797.857541	0.018862	0.003558	-0.036264	0.008894
3844.801157	0.174065	0.003308	-0.114677	0.008270
3844.811169	0.172775	0.003392	-0.123908	0.008479
3982.534763	-0.080822	0.003252	0.032365	0.008129
3982.544392	-0.077453	0.003327	0.042436	0.008318
4333.530396	0.100939	0.002592	-0.085290	0.006480
4333.541066	0.104374	0.002721	-0.070044	0.006802



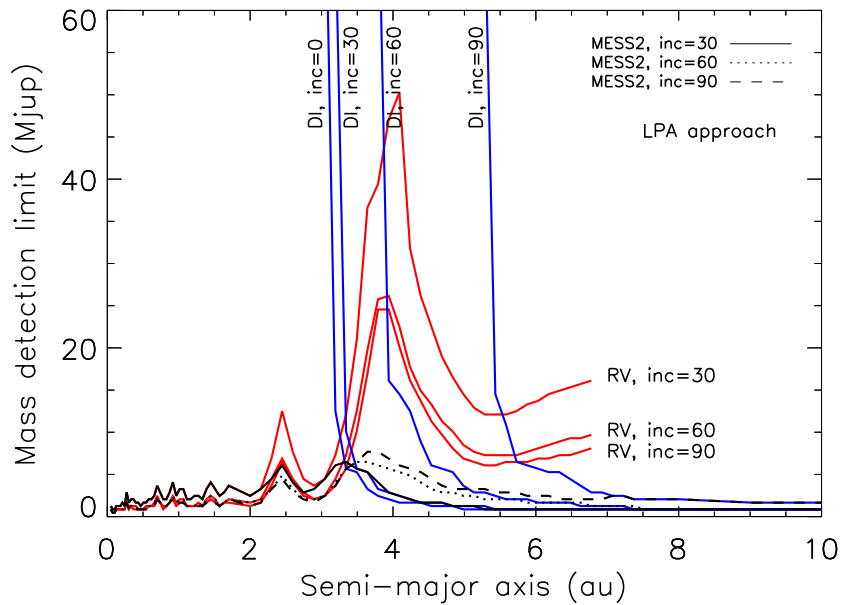
**Fig. 4.** Comparison of the detection limits (90% top, 75% bottom) when combining the RV and DI independent detection limit curves, and when the RV and DI data are combined in a common analysis through MESS2 with the RMS (left) and LPA (right) approaches. We use an eccentricity range of  $[0,0.6]$ , an inclination range of  $[83^\circ,97^\circ]$ , and  $N_{gen} = 10000$ .



**Fig. 6.** Simulation of the combination of two DI observations. The second DI data is assumed to be obtained 5 (left) and 25 years (right) later. We use a planet mass range of  $[0.5,14] M_{Jup}$ , a separation range of  $[0.05,20]$  au, an eccentricity range of  $[0,0.6]$ , an inclination range of  $[83^\circ,97^\circ]$ , and  $N_{gen} = 10000$ .



**Fig. 7.** Gain in percentage at combining DI data separated by a given time lapse, over a given time baseline. The mass range is  $0.5\text{--}14 M_{Jup}$  and semi-major axis range is 4–8 au. We use an eccentricity range of  $[0,0.6]$ , an inclination range of  $[83^\circ,97^\circ]$ , and  $N_{gen} = 10000$ .



**Fig. 8.** Mass detection limits (90%) obtained combining all AU Mic DI data with MESS2 on the one hand (blue lines), and using MESS2 on RV data with the LPA approach on the other hand (red lines), for different orbital inclinations. The detection limits derived by MESS2 (multi-epoch DI and RV data combination) are represented by the black lines. We use an eccentricity range of  $[0,0.6]$ , and  $N_{gen} = 10000$ .

### 3.3 Application à d'autres systèmes particuliers.

J'ai appliqué MESS2 sur trois autres systèmes,  $\beta$  Pictoris, HD 113337, et HD 95086, et en présente ci-après les résultats.

#### 3.3.1 $\beta$ Pictoris.

$\beta$  Pictoris est une étoile de type A5 dont la masse est estimée à  $1.75 M_{\odot}$ , et dont l'âge est estimé entre 20 et 26 Ma (Binks & Jeffries 2014; Malo et al. 2014; Mamajek & Bell 2014), située à 19.44 pc (van Leeuwen 2007). Une planète géante ( $<20 M_{Jup}$  située à  $8.9_{-0.6}^{+0.4}$  UA, Bonnefoy et al. 2014) et un disque de débris vu par la tranche se trouvent autour d'elle (Lagrange et al. 2010). La planète  $\beta$  Pictoris b explique le gauchissement interne du disque et quelques autres asymétries externes (Lagrange et al. 2010). La présence d'autres planètes situées à des séparations plus courtes expliquerait le manque de matériaux dans la région proche de l'étoile, et la présence de ceintures dans le disque à 6.4, 16, 32 et 52 UA (Freistetter et al. 2007).

$\beta$  Pictoris a été observée par NaCo pendant 10 ans (de novembre 2003 à janvier 2013), en bande L'. Des mesures de vitesses radiales ont été obtenues depuis 2003. Les vitesses radiales de  $\beta$  Pictoris présentent les effets de sa pulsation, ce qui nous empêche de détecter des planètes de masses très faibles, même en moyennant dans le temps les mesures de vitesses radiales pour amoindrir cet effet.

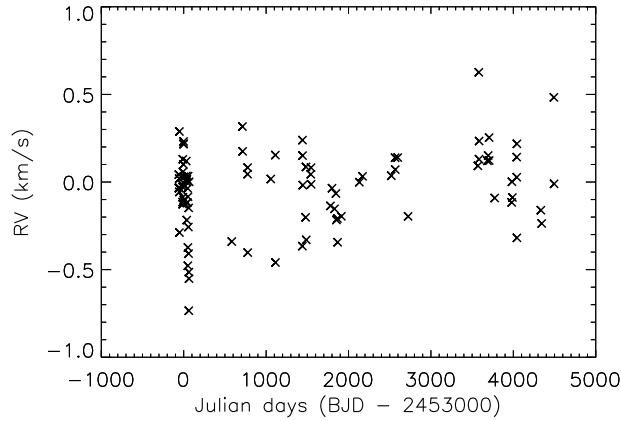


FIGURE 3.5 – Vitesses radiales moyennées sur un jour de  $\beta$  Pictoris.

L'application de MESS2 sur ces données d'imagerie directe et de vitesses radiales (Fig. 3.5) est illustrée en figure 3.6, et fait l'objet d'un article *A&A* (Lagrange, A.-M., et al., sub.). Les conclusions de cet article sont :

1. Les probabilités de détection de planètes géantes sont élevées, et aucune nouvelle planète autour de  $\beta$  Pictoris n'a jusqu'à présent été détectée. Il est par conséquent très peu probable que d'autres planètes très massives se trouvent en orbite autour de  $\beta$  Pictoris. En effet, la probabilité de détecter des planètes plus massives que  $\beta$  Pictoris b est de 80% pour des séparations plus courtes que celle de  $\beta$  Pictoris b, et 95% pour des séparations plus grandes. De même, des planètes de masse similaire à celle de  $\beta$  Pictoris b sont très peu probables à 7-9 UA (probabilité de détection de 60%), et improbables pour les très courtes séparations ( $<2$  UA, probabilités de détection de 90%).
2. Des ceintures ont été détectées dans le disque de  $\beta$  Pictoris, vers 6.4, 16, 32 et 52 UA (Freistetter et al. 2007). MESS2 a permis de mieux contraindre ces régions, en montrant



que si des planètes s'y trouvent alors il est très probable qu'elles aient une masse faible (typiquement  $< 3 M_{Jup}$  pour des séparations supérieures à  $\approx 12$  UA).

Des données d'imagerie directe plus nombreuses et plus profondes permettraient d'encore plus contraindre la présence de planètes, en particulier pour les plus faibles séparations grâce aux données SPHERE par exemple.

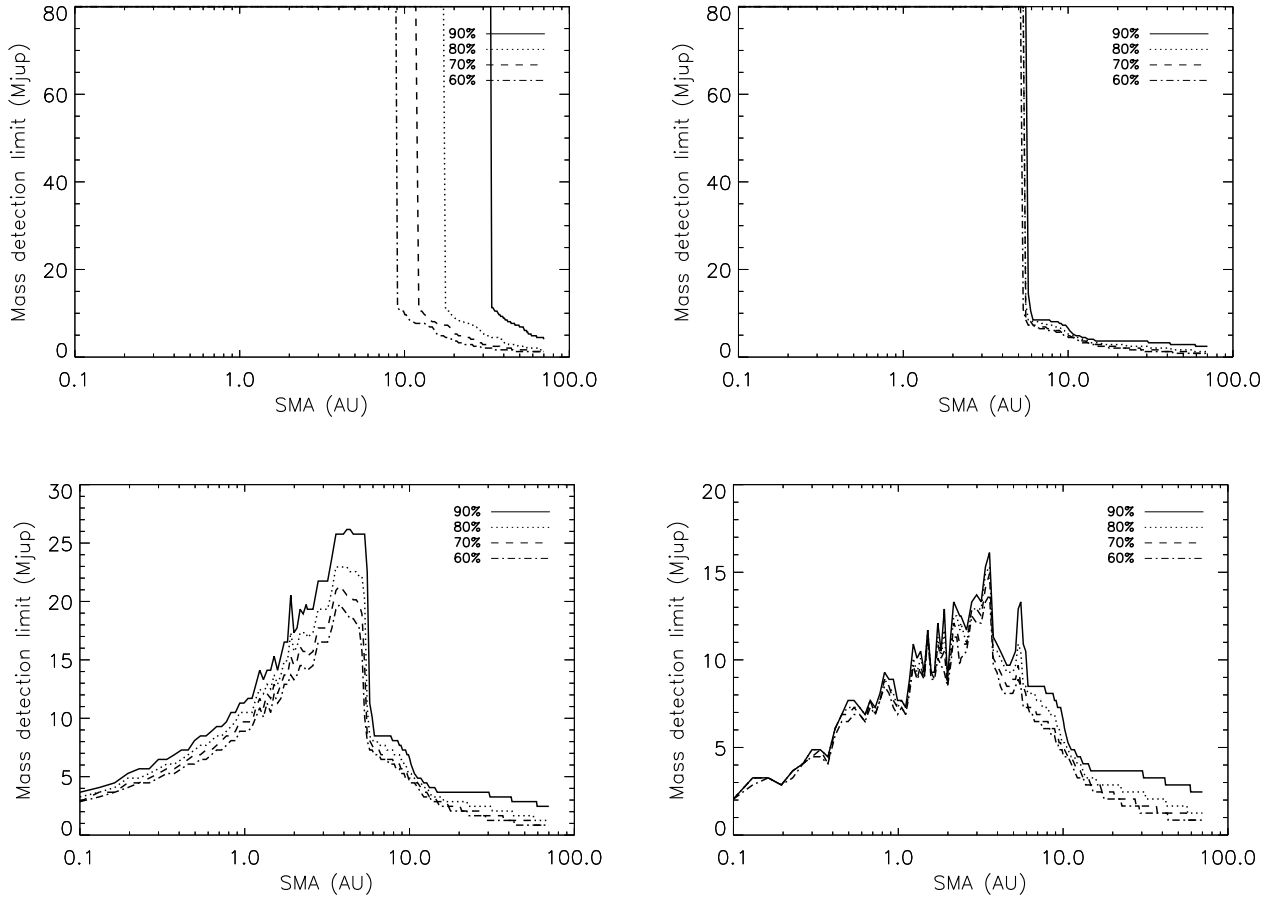


FIGURE 3.6 – Limites de détection calculées par MESS2 pour  $\beta$  Pictoris, en utilisant une donnée d'imagerie directe (en haut, gauche), toutes les données d'imagerie directe (en haut, à droite), la combinaison vitesses radiales et imagerie directe par MESS2 avec la méthode des déviations standards (en bas, gauche) et LPA (en bas, droite). La distribution uniforme en excentricités des planètes générées s'étend de 0 à 0.2, celle en inclinaisons de  $86^\circ$  à  $91^\circ$ , et celle de son position angle de  $29$  à  $31^\circ$  (Lagrange et al. 2012a). Les masses ont été calculées à partir des modèles BT-Settl (Allard et al. 2011).

### 3.3.2 HD 113337.

HD 113337 est une étoile de type F6V dont la masse est estimée à  $1.4 M_\odot$ , située à  $36.9 \pm 0.4$  pc. Son âge est estimé dans Borgniet et al. (2014) à  $150_{-50}^{+100}$  Ma, grâce à l'analyse de l'abondance du Lithium dans les spectres de HD 113337, et par l'analyse d'une naine M compagnon à longue séparation de HD 113337. Son  $v \sin i$  est estimé à  $6.3 \pm 1$  km/s. Borgniet et al. (2014) ont estimé à  $20^\circ$  l'inclinaison de l'étoile, et ont interprété les variations périodiques observées dans les  $\approx 300$  spectres SOPHIE obtenus sur six ans (cf. Fig. 3.7) par la présence d'une planète HD 113337 b de masse minimale  $3 \pm 0.25 M_{Jup}$ , d'excentricité 0.36 et de période  $\approx 324$  jours (SMA  $\approx 1.03$  UA).

Une tendance quadratique est également observée, qui serait imputable à la présence d'un second compagnon HD 113337 c de masse  $6.8 \pm 1.2 M_{Jup}$ , d'excentricité 0.13 et de période  $\approx 2860$  jours soit  $\approx 4.4$  UA (communication privée de Simon Borgniet). HD 113337 a également été observée par le Large Binocular Telescope (LBT) en bande L'.

J'ai appliqué MESS2 sur HD 113337 en utilisant les deux âges extrêmes du système, 100 et 300 Ma. À noter que les signaux des deux planètes en orbite autour de HD 113337 ont été pris en compte dans les données de vitesses radiales que j'ai utilisées. Pour ce faire, une fois que l'ajustement képlérien a été appliqué aux données de vitesses radiales de HD 113337, la soustraction de cet ajustement aux vitesses radiales initiales est faite, pour finalement n'utiliser que les résidus des vitesses radiales initiales. Les figures 3.8 et 3.9 montrent les limites de détection que j'obtiens en appliquant MESS2 uniquement sur les données d'imagerie directe, et en combinant les données de vitesses radiales et d'imagerie directe. Ces figures ont été obtenues en permettant des orbites couvrant une large gamme de valeurs d'excentricités, puisque j'ai supposé une distribution uniforme des excentricités des planètes générées de 0 à 0.95, ainsi qu'en testant le cas des orbites circulaires uniquement. La stabilité de planètes très excentriques pouvant être compromise par la présence des deux planètes en orbite autour de HD 113337, les résultats obtenus pour des orbites circulaires sont conservatifs, mais plus proches d'orbites planétaires que l'on pourrait vraiment, *a priori*, détecter dans ce système.

La sensibilité atteinte par chacune des deux méthodes étant bien différente, on constate que la transition des limites de détection des planètes géantes autour de 15 UA n'est pas continue. L'utilisation de MESS2 est donc limitée dans ce cas, mais pourra s'avérer nécessaire si on combinait plus de données d'imagerie directe et surtout des données sensibles à des planètes de quelques masses de Jupiter au moins.

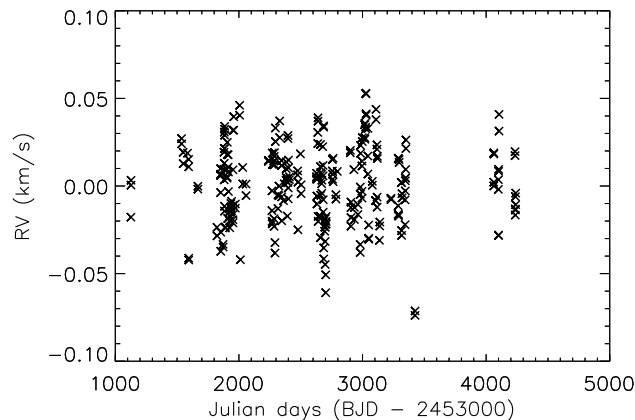


FIGURE 3.7 – Résidus de l'ajustement képlérien à 2 planètes des vitesses radiales de HD 113337.

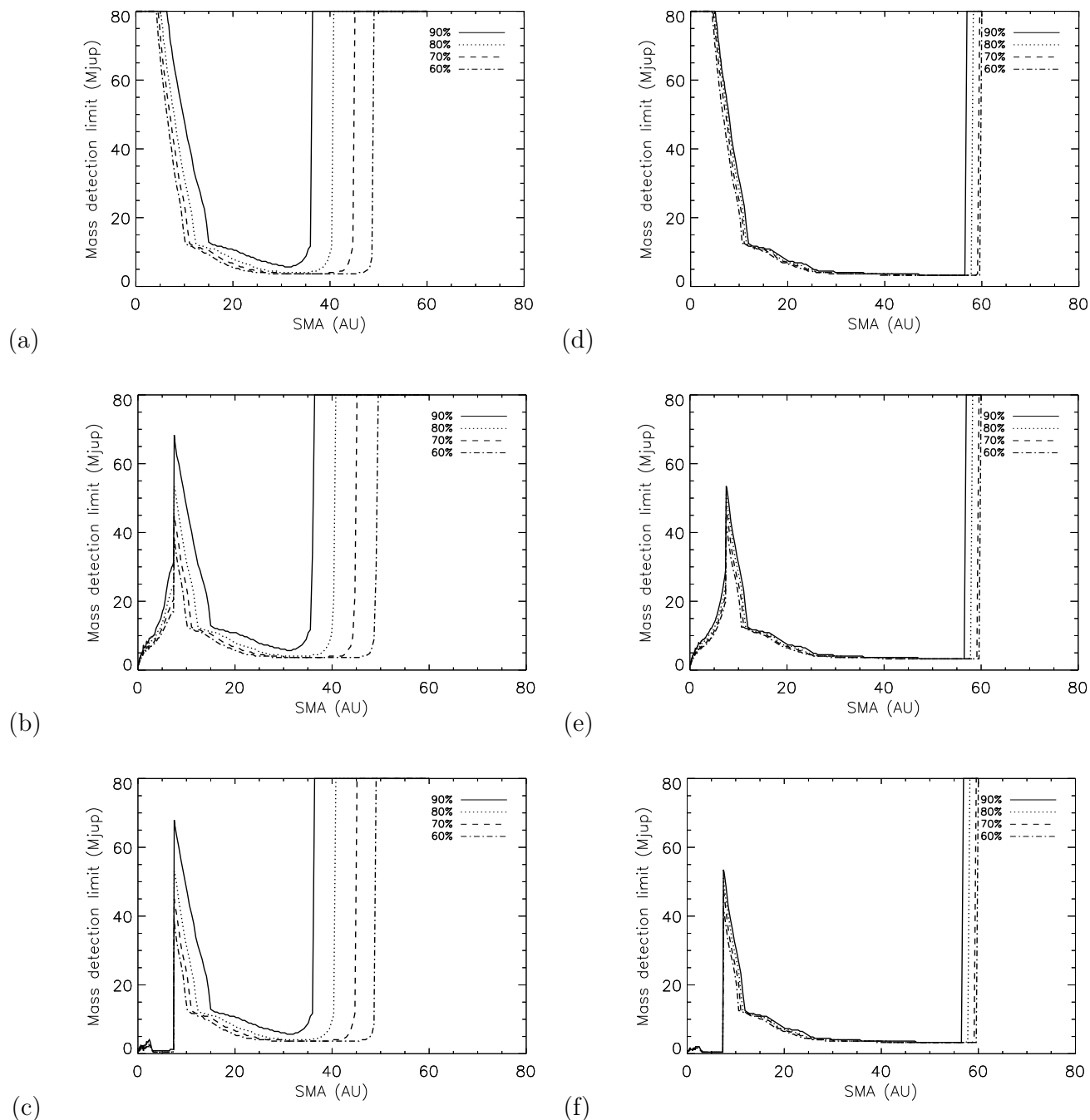


FIGURE 3.8 – Limites de détection calculées par MESS2 pour HD 113337, en supposant un âge de 100 Ma, les masses ont été calculées à partir des modèles BT-Settl (Allard et al. 2011). Figure (a) : données d'imagerie seules, en supposant une distribution uniforme des excentricités des planètes générées de 0 à 0.95 et des inclinaisons de  $13^\circ$  à  $27^\circ$ . Figure (b) : combinaison des données de vitesses radiales et d'imagerie, en supposant une distribution uniforme des excentricités des planètes générées de 0 à 0.95 et des inclinaisons de  $13^\circ$  à  $27^\circ$ , avec l'approche RMS. Figure (c) : combinaison des données de vitesses radiales et d'imagerie, en supposant une distribution uniforme des excentricités des planètes générées de 0 à 0.95 et des inclinaisons de  $13^\circ$  à  $27^\circ$ , avec l'approche LPA. Figure (d) : données d'imagerie seules, en supposant des orbites circulaires et des inclinaisons de  $13^\circ$  à  $27^\circ$ . Figure (e) : combinaison des données de vitesses radiales et d'imagerie, en supposant des orbites circulaires et des inclinaisons de  $13^\circ$  à  $27^\circ$ , avec l'approche RMS. Figure (f) : combinaison des données de vitesses radiales et d'imagerie, en supposant des orbites circulaires et des inclinaisons de  $13^\circ$  à  $27^\circ$ , avec l'approche LPA.

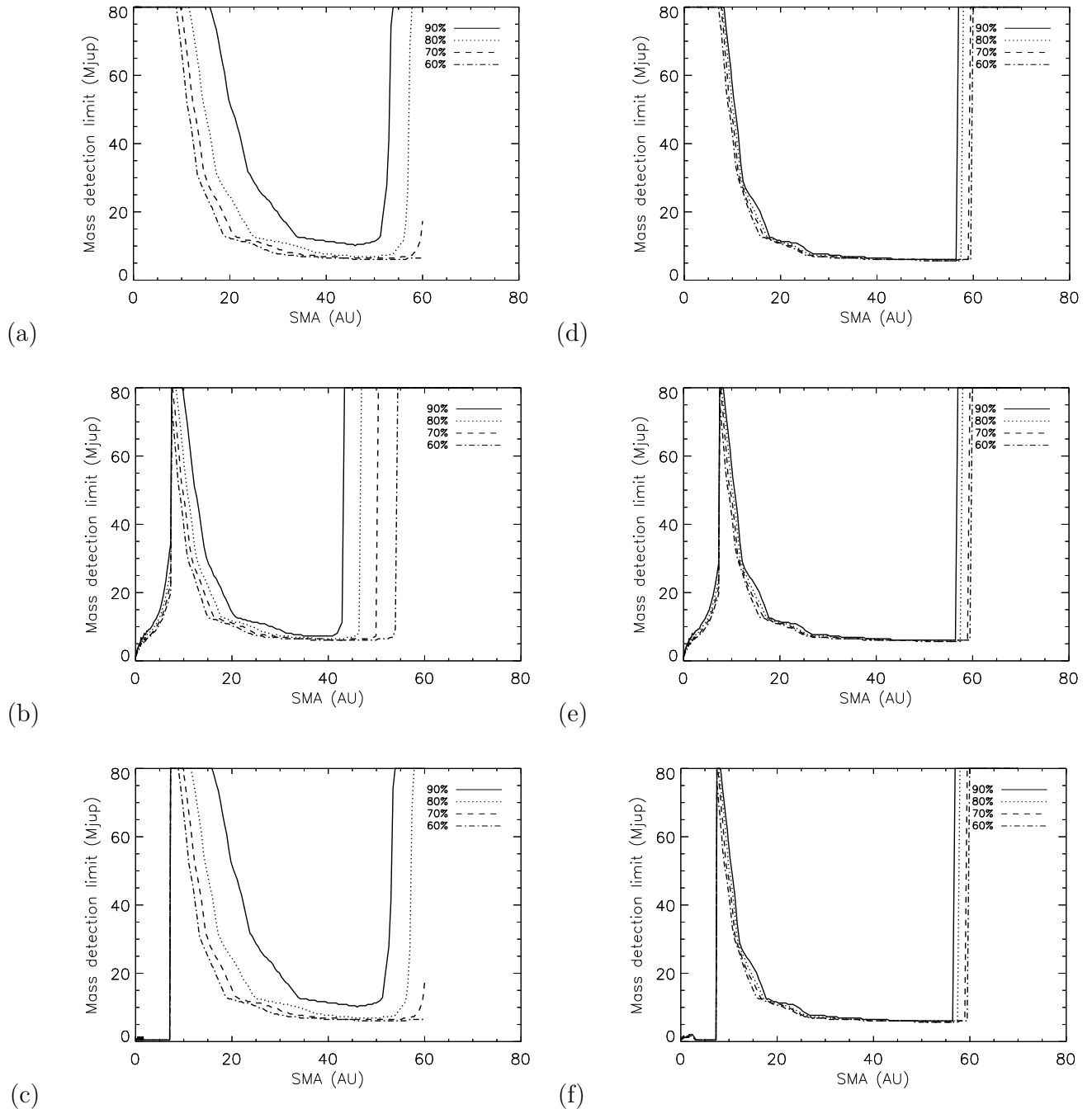


FIGURE 3.9 – Limites de détection calculées par MESS2 pour HD 113337, en supposant un âge de 300 Ma, les masses ont été calculées à partir des modèles BT-Settl (Allard et al. 2011). Mêmes légendes qu'en figure 3.8.

### Vers la prise en compte des deux planètes dans le calcul des probabilités de détection.

Les probabilités de détection que l'on calcule avec MESS2 sont fonction des paramètres orbitaux des planètes synthétiques testées. Dans le cas de systèmes pour lesquels une, voire plusieurs planètes géantes ont été détectées, comme c'est le cas pour HD 113337, il peut être intéressant de prendre en compte les contraintes apportées par les planètes connues. Les orbites planétaires (des planètes synthétiques et des deux planètes détectées) ne doivent pas se croiser afin de garder stable le système.

J'appelle  $a_1$  et  $e_1$  le demi-grand axe et l'excentricité de la planète HD 113337 b,  $a_2$  et  $e_2$  le demi-grand axe et l'excentricité de la planète HD 113337 c.  $a_3$  et  $e_3$  sont les demi-grands axes et les excentricités des planètes synthétiques injectées. Les valeurs des apoastre et périastre d'une planète de demi-grand axe  $a$  et d'excentricité  $e$  sont données par :

$$\begin{aligned} \text{apoastre} &= a \times (1 + e) \\ \text{périastre} &= a \times (1 - e) \end{aligned} \quad (3.1)$$

Les conditions à la stabilité du système sont définies en fonction de la zone étudiée (Zone 1 = entre l'étoile et HD 113337 b; Zone 2 = entre les deux planètes; Zone 3 = au-delà de la planète HD 113337 c) :

$$\begin{aligned} \text{Zone 1 : } & \text{apoastre}_3 < \text{périastre}_1 \\ \text{Zone 2 : } & \text{apoastre}_3 < \text{périastre}_2, \text{ et } \text{périastre}_3 > \text{apoastre}_1 \\ \text{Zone 3 : } & \text{périastre}_3 > \text{apoastre}_2 \end{aligned} \quad (3.2)$$

J'obtiens donc finalement :

$$\begin{aligned} \text{Zone 1 : } & e_3 < \frac{a_1 \times (1 - e_1)}{a_3} - 1 \\ \text{Zone 2 : } & e_3 < 1 - \frac{a_1 \times (1 + e_1)}{a_3}, \text{ et } e_3 < \frac{a_2 \times (1 - e_2)}{a_3} - 1 \\ \text{Zone 3 : } & e_3 < 1 - \frac{a_2 \times (1 + e_2)}{a_3} \end{aligned} \quad (3.3)$$

Tenir ainsi compte de la présence de ces planètes permet d'obtenir des probabilités et limites de détection beaucoup plus réalistes, après combinaison des vitesses radiales et de l'imagerie directe, c'est pourquoi il pourrait s'agir d'une amélioration prochaine de MESS2. Faire en sorte que les orbites planétaires ne se croisent pas est une condition nécessaire mais pas suffisante. En effet, d'autres paramètres pourraient être pris en compte : une perspective marginale à l'amélioration de MESS2 serait de prendre rigoureusement en compte les orbites des planètes synthétiques que l'on sait instables, en calculant les résonances de moyens mouvement, pour les systèmes pour lesquels au moins une planète géante est déjà connue. Toutefois, ces améliorations ne sont pas prioritaires car même si la présence de planètes n'est pas prise en compte dans le calcul des probabilités de détection par MESS2, l'observateur peut utiliser les cartes de probabilités calculées en excluant, *a posteriori*, certains couples de masse planétaire et demi-grand axe testés.

### 3.3.3 HD 95086.

HD 95086 est une étoile de type A8 située à  $90.4 \pm 3.4$  pc et âgée de  $17 \pm 4$  Ma (Lower Centaurus Crux association). Sa planète, HD 95086 b, découverte par Rameau et al. (2013a), a une masse estimée à  $5 \pm 2 M_{Jup}$  et dont la séparation projetée est d'environ 56 UA. Ses paramètres orbitaux tels que son excentricité ( $< 0.21$ ), l'inclinaison de son orbite ( $153^\circ.0_{-13.5}^{+9.7}$ ), son demi-grand axe ( $61.7_{-8.4}^{+20.7}$  UA), ont été récemment contraints par des techniques de Monte-Carlo par Rameau et al. (2016) (les valeurs des paramètres sont données avec un niveau de confiance de 68%. La distribution d'énergie spectrale de cette étoile montrerait deux composantes au disque de débris de HD 95086, séparées par un sillon entre environ 8 et 80 UA, et s'étendant jusqu'à environ 800 UA (Su et al. 2015). La présence de HD 95086 b pourrait être responsable de la partie interne du disque externe, mais sa seule présence n'aurait pas suffi à ouvrir un sillon entre 8 et 80 UA (Rameau et al. 2016).

J'ai appliqué MESS2 sur cinq données NaCo et SPHERE d'imagerie directe obtenues entre janvier

2011 et janvier 2016 en bandes L' (NaCo) et K1 (SPHERE). 86 spectres HARPS ont été obtenus sur 200 jours.

Dans le cadre de la combinaison des données de vitesses radiales et d'imagerie de HD 95086, le gain de MESS2 (cf. figure 3.11) est très limité car les données de vitesses radiales sont étalées sur un laps de temps trop court pour permettre aux gammes de séparations et de masses planétaires sondées par chacune des deux techniques de se chevaucher. Pour la combinaison des données d'imagerie directe uniquement, MESS2 permet d'apporter plus de contraintes sur les plus petites et les plus grandes séparations, grâce à l'évolution temporelle des planètes synthétiques sur leurs orbites et aux sensibilités en séparations réciproques des données de SPHERE et NaCo.

Le travail que j'ai réalisé pour cette étoile est inclus dans un article en préparation (Chauvin et al., in prep.).

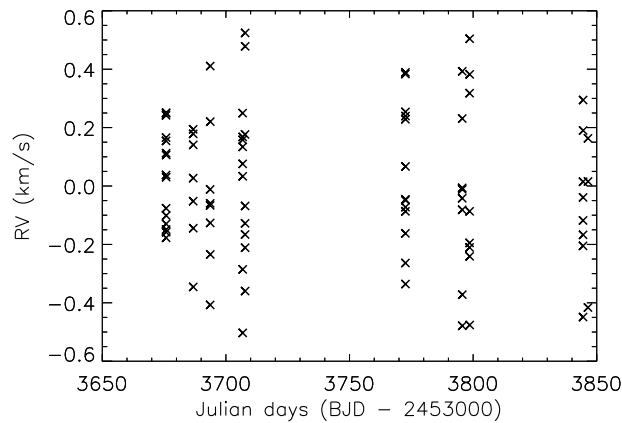


FIGURE 3.10 – Vitesses radiales de HD 95086.

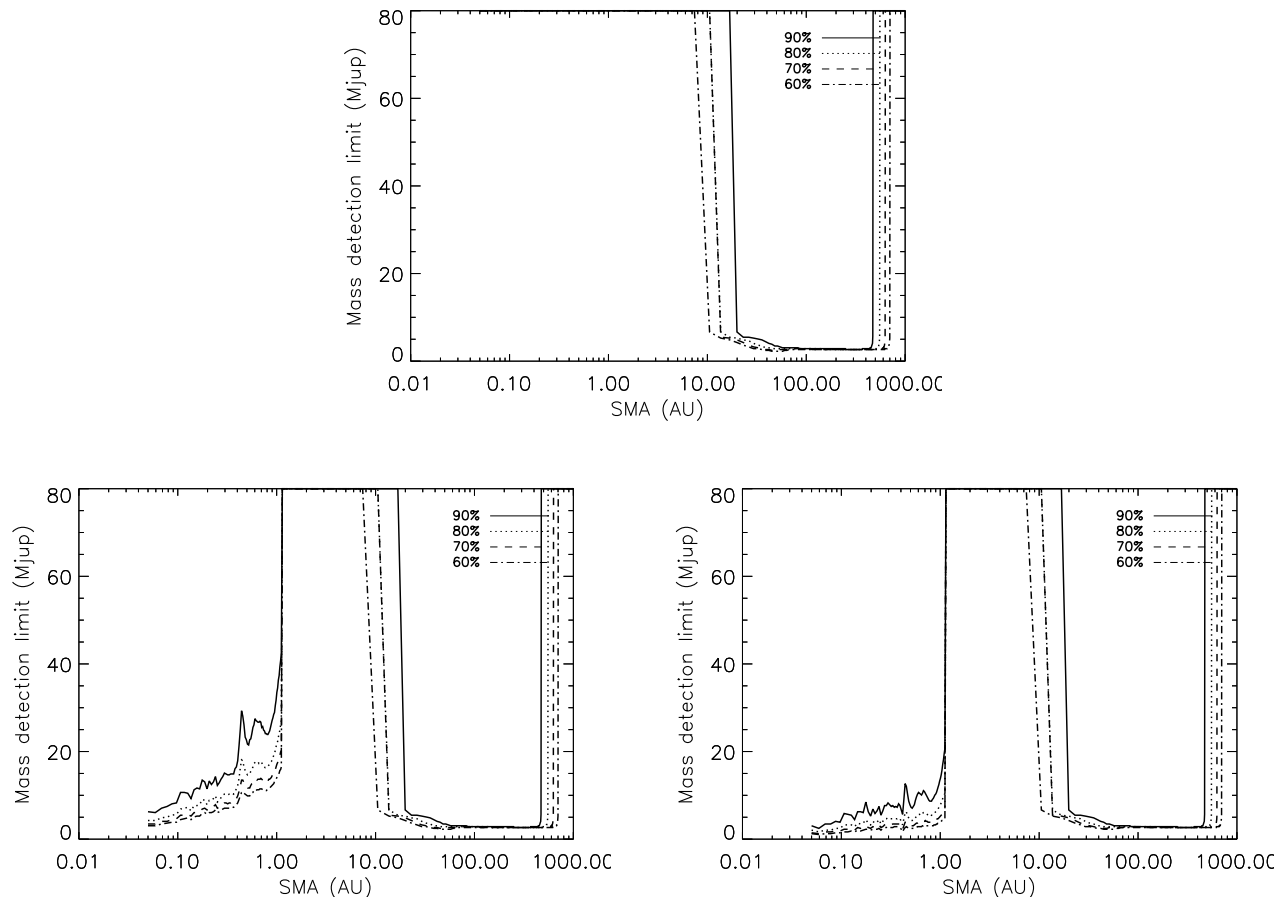


FIGURE 3.11 – Limites de détection calculées par MESS2 pour HD 95086, en utilisant l'ensemble des données d'imagerie directe (haut), et les données d'imagerie directe et de vitesses radiales avec l'approche RMS (gauche) et LPA (droite). On a supposé une distribution uniforme des excentricités des planètes générées de 0 à 0.95. Les masses ont été calculées à partir des modèles AMES-cond (Baraffe et al. 2003).

### 3.4 Bilan et perspectives.

Les étoiles AU Mic et  $\beta$  Pictoris sont deux bons tests de l'efficacité de MESS2, car leurs données de vitesses radiales sont nombreuses et étendues dans le temps, et que ces étoiles ont été souvent imagées. Pour d'autres étoiles, si la sensibilité des données de vitesses radiales et d'imagerie n'est pas similaire, ou que les données ne permettent pas de tester la population des planètes géantes sans discontinuité en séparations, le gain de MESS2 reste limité (comme c'est le cas pour HD 95086 ou HD 113337). Toutefois, l'utilisation de MESS2 est prometteuse dans le future proche, car le nombre de données de vitesses radiales d'étoiles jeunes et proches va croître et les nouveaux instruments d'imagerie directe (comme SPHERE ou GPI) permettent déjà de sonder des régions plus proches de l'étoile qu'auparavant. Par exemple, le Large Programme HARPS 192.C-0224 (PI : Lagrange) a pour but l'observation de 110 étoiles proches et jeunes ( $<120$  pc et  $<600$  Ma), dont certaines ont été suivies sur des bases de temps longues (cf. Fig 3.12). La valeur médiane des masses stellaires considérées dans ce relevé Large Program est  $\approx 1 M_{\odot}$ , et la distance médiane des étoiles est  $\approx 30$  pc. Cela signifie que si l'on considère des bases de temps de 2000 et 4000 jours, on peut détecter des planètes géantes par vitesses radiales jusqu'à respectivement 5 et 7.9 UA. A ces séparations et pour une étoile distante de 30 pc, les performances de SPHERE sont très

bonnes. MESS2 permettra donc d'étudier la population des planètes géantes depuis les courtes jusqu'aux longues séparations, que ce soit pour l'analyse d'étoiles particulières ou dans le cadre de relevés. C'est pourquoi j'ai lancé un relevé de 25 étoiles de types tardifs [K5-M5], jeunes et proches (<30 pc) observées avec SPHERE (en GTO et temps ouvert) et HARPS. L'analyse de ce relevé constituera une première étude non-biaisée en masses planétaires et séparations à l'étoile, des planètes géantes afin de répondre, entre autres, aux questions de la fréquence des planètes géantes, et de leurs mécanismes de formation quelque soit leur séparation. Cela permettrait également de tester les modèles de synthèse de population planétaire.

Enfin, bien que l'amélioration des probabilités de détection des planètes géantes soit grande grâce à l'application de MESS2, la sensibilité instrumentale à la détection de planètes situées dans la gamme de séparations moyennes pourra être améliorée grâce aux futures données astrométriques GAIA (pour des périodes entre 0.2 et 6 ans en considérant des naines M, selon Sozzetti et al. (2014)). Cette sensibilité est illustrée sur la Fig. 3.13, où l'on voit que des planètes jusqu'à 2 à 3  $M_{Jup}$  moins massives que celles que l'on peut trouver par vitesses radiales avec HARPS pourront être détectées.

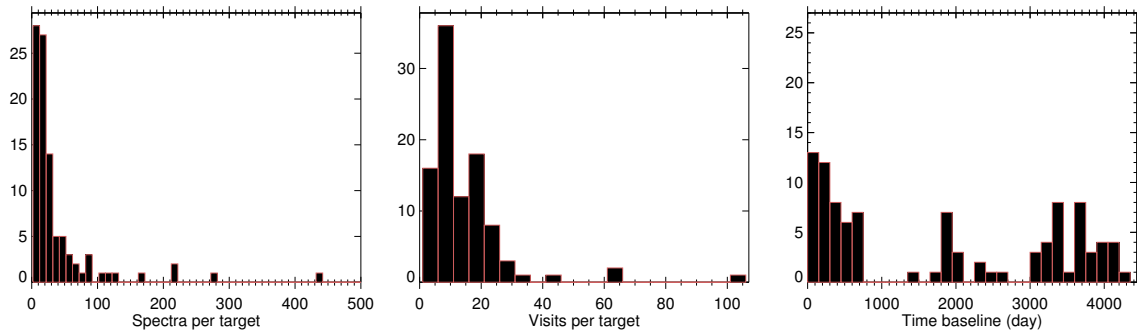


FIGURE 3.12 – Histogrammes des bases de temps (jusqu'en novembre 2015) des vitesses radiales d'étoiles jeunes et proches, avec HARPS. Figure communiquée par Simon Borgniet.



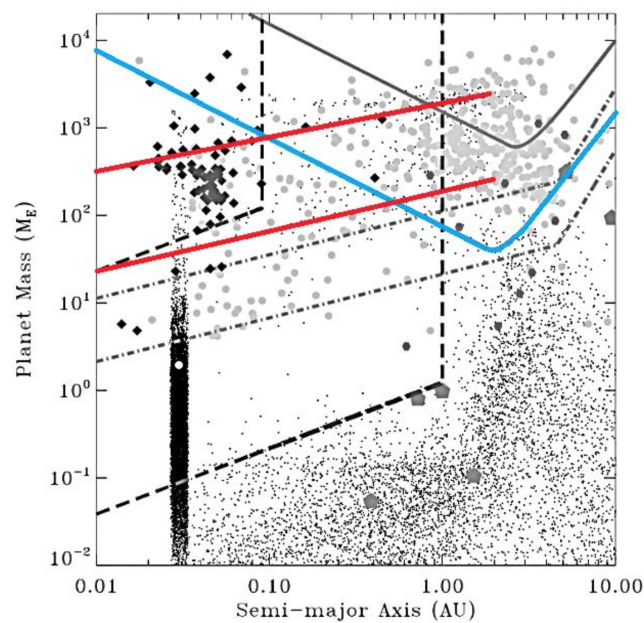


FIGURE 3.13 – Limites de détection GAIA (3 sigma) pour une naines M de  $0.4 M_{\odot}$  à 25 pc (ligne bleue), et limites de détection HARPS typiques pour des naines M proches et jeunes (HIP 23200 pour la ligne rouge du haut, HIP 23309 pour la ligne rouge du bas, ces étoiles ont des vitesses de rotation différentes). Figure de Sozzetti et al. (2014), limites HARPS communiquées par Simon Borgniet.

# Chapitre 4

## Recherche de compagnons planétaires autour d'étoiles de faibles masses par l'analyse de leurs données de vitesses radiales et d'imagerie directe - travail en cours.

### Sommaire

---

<b>4.1</b>	<b>Motivation scientifique à conduire ce relevé.</b>	<b>111</b>
<b>4.2</b>	<b>Description du relevé.</b>	<b>112</b>
4.2.1	Les étoiles ciblées.	112
4.2.2	Les observations.	112
<b>4.3</b>	<b>La réduction des données.</b>	<b>116</b>
4.3.1	Les données HARPS.	116
4.3.2	Les données SPHERE.	116
<b>4.4</b>	<b>Résultats préliminaires.</b>	<b>117</b>

---

La dernière partie de mon travail a pour but de rechercher des planètes géantes autour d'étoiles de faibles masses proches et jeunes, des courtes aux longues séparations. Je présente dans ce chapitre ce relevé d'étoiles observées par HARPS et SPHERE, ainsi que les résultats préliminaires de leur analyse.

### 4.1 Motivation scientifique à conduire ce relevé.

J'ai mentionné dans le Chapitre 1 que les plus de 3000 exoplanètes aujourd'hui connues sont définies par un large éventail de demi-grands axes et de masses, et que ces propriétés planétaires dépendaient de la technique de détection utilisée : les planètes géantes gazeuses proches de leur étoile sont détectées par vitesses radiales, et les planètes géantes lointaines sont imagées. Il est probable que ces différentes planètes géantes aient été formées suivant des scénarios distincts. L'un des principaux intérêts à mener ce projet présenté dans ce chapitre, est donc d'avoir une vision d'ensemble de la population des planètes géantes gazeuses situées à toutes les séparations, de façon à mieux en contraindre les mécanismes de formation et d'évolution.

Les planètes géantes, de par leur masse, dominent dynamiquement les systèmes planétaires. Leur influence sur d'éventuelles plus petites planètes peut donc être importante, ce qui peut impacter la

stabilité et l'habitabilité des planètes terrestres également présentes dans le système, et son architecture finale. Dans le Chapitre 2, j'ai montré que deux tendances se dégagent des résultats des relevés recherchant des exoplanètes : les petites planètes proches de leur étoile seraient fréquentes, et les planètes géantes au contraire rares autour des étoiles de faibles masses. Un second intérêt à ce projet est que l'éventuelle détection de planètes géantes autour des étoiles de faibles masses permettrait de placer des contraintes sur la stabilité de plus petites planètes, qui doivent être plus nombreuses qu'autour des étoiles plus massives, au moins à courtes séparations. Ces contraintes pourront être placées sur une gamme de séparations plus étendue grâce à l'acquisition conjointe de données de vitesses radiales et d'imagerie, permettant de tester la stabilité du système global. Enfin, si des planètes géantes ont été déjà détectées par vitesses radiales et par imagerie, aucun système constitué d'une planète géante à courte et d'une seconde à longue séparation n'a encore été révélé. Une telle détection permettrait de mieux contraindre la genèse d'un tel système, et de placer des contraintes fortes sur les éventuels autres corps du système.

L'acquisition de données de vitesses radiales et d'imagerie va permettre de couvrir toutes les séparations depuis l'étoile, sans discontinuité spatiale. L'application de MESS2 sur ces données sera donc optimale et permettra de mieux contraindre chacun des systèmes dans le but de mener, à terme, une étude bayésienne pour déterminer les taux d'occurrence des planètes géantes autour des étoiles de faibles masses, quelque soit leur séparation.

## 4.2 Description du relevé.

### 4.2.1 Les étoiles ciblées.

Le nouveau relevé que je présente ici est composé de 25 étoiles jeunes, proches, et de faibles masses, suffisamment brillantes pour pouvoir être observées par HARPS et SPHERE (voir Tables 4.1 et 4.2). J'ai sélectionné les cibles en appliquant les critères suivants :

1. La distance : les étoiles sont toutes situées à moins de 30 pc, de façon à faciliter le recouvrement spatial des séparations sondées par vitesses radiales d'un côté, et par l'imagerie directe de l'autre.
2. L'âge : les étoiles ont été sélectionnées pour être les plus jeunes possibles ( $<120$  Ma), afin d'avoir des limites de détection les plus basses possibles en imagerie et ainsi être sensible à des planètes joviennes de faibles masses.
3. Le type spectral : les types spectraux [K5-M5] ont été gardés pour la recherche de compagnons de masses planétaires avec une gamme étendue de rapports de masses (cf. Chapitre 2). Les étoiles trop tardives ont été rejetées car leur trop faible luminosité empêchait leur observation par HARPS et/ou SPHERE.
4. La magnitude : les étoiles trop faibles (typiquement  $V > 12$ ) sont très difficilement observables avec HARPS, elles ont donc été rejetées de la sélection.
5. Les binaires serrées connues ( $<1''$ ) ont été retirées de notre sélection.

### 4.2.2 Les observations.

#### HARPS.

10 étoiles du relevé font partie du Large Programme mené par Anne-Marie LAGRANGE (192.C-0224), et ont été ou seront observées en période P97 avec HARPS. 14 autres étoiles ont été ou seront observées en période P97 dans mon programme (PI : J. LANNIER, 097.C-0864). L'observation de 14 étoiles a aussi été demandée pour la période P98 (PI : J. LANNIER, 098.C-0921).

Les modes spectroscopie classique (une fibre sur l'étoile et l'autre sur le ciel, typiquement pour

Nom de l'étoile	Type spectral	Association ou âge	Distance (pc)	K
2MASS J01372081-4911443	M0	<250 Ma*	22.5	6.6
2MASS J03472333-0158195	M3	ABDor	16.1	6.9
TYC 6471 345 1	M0	400-1200	20	6.2
2MASS J04522441-1649219	M3	ABDor	16.0	6.9
2MASS J04593483+0147007	M0	BPMG	24.0	6.3
2MASS J05004714-5715255	M0	BPMG	26.8	6.2
2MASS J05064991-2135091	M2	BPMG	19.2	6.1
HIP 25283	K6	ABDor	18.0	5.9
HIP 26369	K7	ABDor	25.6	6.6
2MASS J06255610-6003273	M3	ABDor	23.0	7.2
HIP 31878	K7	ABDor	22.4	6.5
2MASS J07234358+2024588	K5	ABDor	26.7	6.9
HIP 50156	M1	Carina	23.1	6.3
2MASS J11023832+2158017	M0	<250 Ma*	11.8	5.7
2MASS J13344322-0820311	K5	IC 2391	20.2	6.1
HIP 67308	K6+K7	<250 Ma*	14.5	5.0
2MASS J16334161-0933116	M0	ABDor	30.0	7.6
2MASS J20450949-3120266	M1	BPMG	9.9	4.5
2MASS J21100535-1919573	M2	BPMG	32	7.2
TYC 9114 1267 1	K7	BPMG	30.2	7.0
2MASS J22445794-3315015	M1	BPMG	23.3	6.9
2MASS J23301341-2023271	M3	COL	16.2	6.3
2MASS J23323085-1215513	M0	BPMG	28.0	6.6
2MASS J23350028+0136193	K7	IC2391	19.0	6.0
2MASS J23381743-4131037	M2	ABDor	19.0	7.5

TABLE 4.1 – Liste des cibles du relevé d'étoiles K5-M5 jeunes et proches, observées par HARPS et SPHERE.

**Note :** Estimation haute de l'âge basée sur des critères photométrique, spectroscopiques ou cinématiques.

$V > 7$  mag) et Thorium-Argon (une fibre sur l'étoile et l'autre sur une lampe au Thorium) ont été utilisés pour l'acquisition des données HARPS, en fonction de la magnitude des étoiles ciblées. Les temps de pose typiques étaient de 900 secondes, ce qui permet d'atteindre des rapports signal-à-bruit de l'ordre de 20-50 à  $\lambda = 550$  nm. La stratégie d'observation a consisté à réaliser deux expositions consécutives (dans une même nuit) de façon à réduire la variabilité à hautes fréquences temporelles des vitesses radiales causée par la pulsation stellaire, en moyennant temporellement les données de vitesses radiales obtenues sur la nuit (voir par exemple Lagrange et al. 2012b).

### SPHERE.

Sur les 25 étoiles du relevé, toutes ont été ou seront observées par SPHERE : 8 ont été observées dans le cadre d'allocations de temps ouvert, le seront en période P97 (PI : J. LANNIER, 4 pour 095.C-0862, et 4 pour 097.C-0864), ou le seront dans le cadre du GTO (Guaranteed Time Observation, nuits d'observation allouées aux scientifiques du consortium SPHERE).

Les données GTO et de temps ouverts ont été obtenues en utilisant les mêmes modes. Les données ont été obtenues en mode IRDIFS avec la combinaison de filtres DB-H23, avec le coronographe N-ALC-YJH-S afin d'avoir accès au plus petit angle intérieur possible ( $\approx 0.15''$ ), en mode Pupil

CHAPITRE 4. RECHERCHE DE COMPAGNONS PLANÉTAIRES AUTOUR D'ÉTOILES DE FAIBLES MASSES PAR L'ANALYSE DE LEURS DONNÉES DE VITESSES RADIALES ET D'IMAGERIE DIRECTE - TRAVAIL EN COURS.

---

Tracking.

Association	Abréviation	Age estimé (MA)	Référence
Beta Pictoris Moving Group	BPMG	17-26	Binks & Jeffries (2014)
Columba	COL	20-40	Torres et al. (2008)
IC2391	IC2391	35-55	Eggen (1991)
AB Doradus	ABDor	110-130	Luhman et al. (2005); Barenfeld et al. (2013)
Carina-Near	Carina	150-250	Zuckerman et al. (2006)

TABLE 4.2 – Associations auxquelles appartiennent les étoiles du relevé.

Nom de l'étoile	SPHERE	HARPS	Nombre de spectres acquis (mai 2016)
2MASS J01372081-4911443	095.C-0862(A)	097.C-0864(B)	–
2MASS J03472333-0158195	SPHERE GTO	097.C-0864(B)	–
TYC 6471 345 1	SPHERE GTO	097.C-0864(B)	–
2MASS J04522441-1649219	SPHERE GTO	097.C-0864(B)	–
2MASS J04593483+0147007	SPHERE GTO	097.C-0864(B)	–
2MASS J05004714-5715255	SPHERE GTO	192.C-0224	5
2MASS J05064991-2135091	SPHERE GTO	097.C-0864(B)	–
HIP 25283	SPHERE GTO	192.C-0224	9
HIP 26369	SPHERE GTO	192.C-0224	17
2MASS J06255610-6003273	SPHERE GTO	097.C-0864(B)	–
HIP31878	SPHERE GTO	192.C-0224	17
2MASS J07234358+2024588	SPHERE GTO	–	–
HIP 50156	097.C-0864(A)	192.C-0224	2
2MASS J11023832+2158017	097.C-0864(A)	192.C-0224	4
2MASS J13344322-0820311	SPHERE GTO	192.C-0224	12
HIP 67308	097.C-0864(A)	192.C-0224	26
2MASS J16334161-0933116	SPHERE GTO	097.C-0864(B)	6
2MASS J20450949-3120266	SPHERE GTO	192.C-0224	23
2MASS J21100535-1919573	097.C-0864(A)	097.C-0864(B)	2
TYC 9114 1267 1	095.C-0862(A)	097.C-0864(B)	6
2MASS J22445794-3315015	SPHERE GTO	097.C-0864(B)	–
2MASS J23301341-2023271	095.C-0862(A)	097.C-0864(B)	–
2MASS J23323085-1215513	SPHERE GTO	097.C-0864(B)	–
2MASS J23350028+0136193	095.C-0862(A)	192.C-0224	9
2MASS J23381743-4131037	SPHERE GTO	097.C-0864(B)	–

TABLE 4.3 – Résumé des observations SPHERE et HARPS de nos cibles.

## 4.3 La réduction des données.

### 4.3.1 Les données HARPS.

L'ensemble des données de vitesses radiales HARPS ont été ou seront réduites avec le logiciel SAFIR (Software for the Analysis of the Fourier Interspectrum Radial-velocities), qui a été développé à l'IPAG, et dont les principes sont détaillés par Galland et al. (2005) et dans le manuscrit de thèse de Franck Galland (Galland 2006).

Le principe de SAFIR repose sur la comparaison du spectre observé de l'étoile avec un spectre de référence qui a été construit à partir de tous les spectres de l'étoile, en utilisant la méthode de l'interspectre (Chelli 2000). Une sélection sur la qualité des spectres observés ou sur l'écart au spectre moyen peut être faite dans le but de construire le spectre de référence. Cette technique se différencie de la comparaison classique du spectre observé avec un masque binaire (par la mesure de leur décalage en vitesses radiales). L'écart entre le spectre considéré et le spectre de référence est calculé dans l'espace de Fourier. Les vitesses radiales sont calculées en considérant certaines longueurs d'onde, de façon à ne prendre en compte que celles qui contiennent le plus d'informations, et rejeter celles qui seraient parasites (comme les raies telluriques, par exemple).

### 4.3.2 Les données SPHERE.

#### Ma participation au consortium SPHERE.

Au cours de ma thèse, j'ai fait partie du consortium SPHERE qui regroupe des membres de plusieurs laboratoires européens. C'est dans ce cadre que j'ai eu l'occasion de me familiariser avec la réduction des données SPHERE. En effet, j'ai participé aux toutes premières campagnes de réduction des données SPHERE acquises dans le cadre du GTO (Garanteed Time Observation, qui est du temps télescope offert à la communauté du consortium), en février, mars et mai 2015. Les premières équipes de réduction des données (DRT, Data Reduction Team) auxquelles je me suis intégrée ont testé les outils de réduction de la DRH (Data Reduction Handling Pavlov et al. 2008). Ces outils ont été développés pour le centre de données de SPHERE (basé à Grenoble), à partir duquel les données ont été téléchargées puis réduites, par l'intermédiaire d'une interface Java. L'utilisation des outils de la DRH a été grandement améliorée et facilitée grâce à nos retours pendant ces premières campagnes de réduction des données. J'ai également participé à la campagne d'observations SPHERE d'octobre 2015 avec Dino Mesa, me permettant ainsi d'appréhender davantage la chaîne complète d'observation, de réduction puis d'analyse des données de cet instrument.

Les données qui sont observées en GTO et qui sont répertoriées dans le tableau 4.3 seront réduites par les membres des futures DRT, mais je pourrai avoir accès aux données et analyses étant moi-même membre du consortium.

#### La réduction des données de mes programmes.

La réduction de mes données a été faite par les responsables du centre de données, en utilisant les mêmes outils de réduction de la DRH que ceux utilisés par les DRT. Je détaille ici le principe de la réduction, qui est plus complexe pour les données SPHERE que pour celles de NaCo.

Les données "brutes" de l'IFS sont des images 2D pour lesquelles chaque élément est en fait un spectre (cf. figure 4.1). Les images sont constituées d'un ensemble d'éléments auxquels est associé un spectre, généralement appelés spaxel (contraction de "spatial pixels"). La réorganisation des données permet d'obtenir des cubes contenant l'information spatiale et spectrale, ce cube étant composé d'une succession d'images monochromatiques. Il est donc très important de bien calibrer

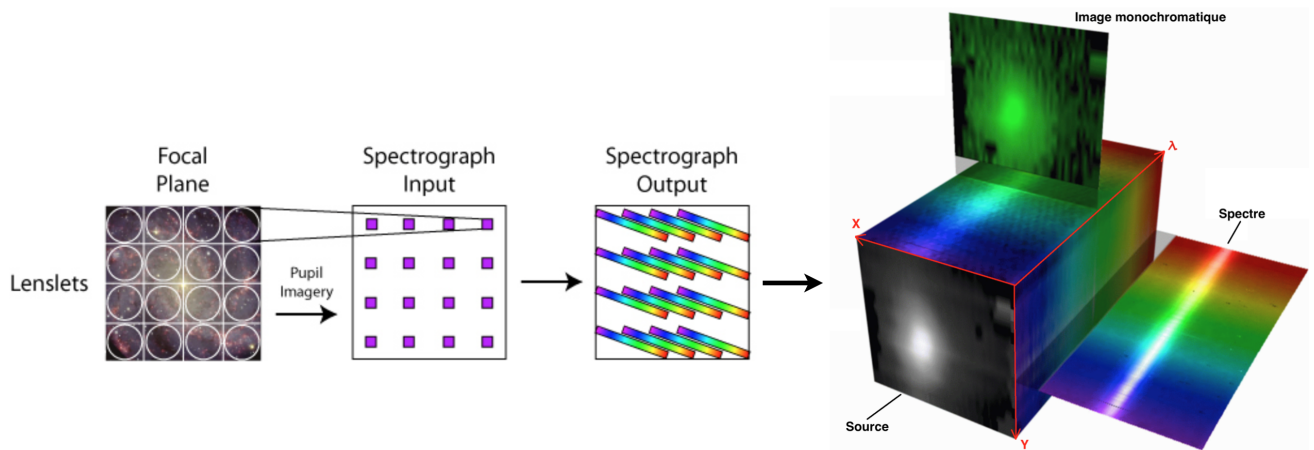


FIGURE 4.1 – Données brutes et finales du spectrographe intégral de champ. Crédits : Mark Westmoquette, Stephen Todd et Douglas Pierce-Price.

les données brutes de l'IFS (Desidera et al. 2008), de façon à tenir compte de la réponse tant spatial que spectral de l'instrument (unité intégral de champ) et du détecteur, et de calibrer la position des spectres et les longueurs d'onde associées à chaque pixel. Des données de calibration sont pour cela obtenues régulièrement (images obtenues sans flux, images de champ plat de l'instrument et du détecteur, éclairages de l'instrument pour les calibrations de la position des spectres et des longueurs d'onde). Les données d'IRDIS doivent elles aussi être calibrées en évaluant et corrigeant la réponse de l'instrument et la distorsion des images (la distorsion est une aberration géométrique qui a pour conséquence de limiter les performances astrométriques de SPHERE, et qu'il faut donc corriger).

La DRH se charge de la partie "cosmétique" de la réduction des données brutes de SPHERE (cf. Chapitre 1), c'est-à-dire que les images calibrées et centrées, les angles parallactiques leur sont associés, et une table de longueurs d'onde est générée. C'est à cette étape que l'utilisation de la DRH s'arrête.

Nous avons ensuite utilisé une routine IDL développée par Arthur Vigan, reposant sur le principe du PCA (cf. Chapitre 1), dont la spécificité est que le nombre de modes explorés est grand (de 1 à 20 pour les données IRDIS, entre 1 et 40 pour les données IFS), permettant d'optimiser la réduction des données. En outre, cette routine de PCA analyse temporellement et spectralement les données IRDIS et IFS.

## 4.4 Résultats préliminaires.

Pour les observations des vitesses radiales, les étoiles observées par HARPS dans le cadre du programme 192.C-0224 ont toutes été réduites et analysées. Un exemple de cette analyse est donnée pour l'étoile HIP 31878 en figure 4.2. Pour les données d'imagerie, un exemple de l'analyse PCA de données IRDIS est donné en figure 4.3.

L'étude de ce relevé est encore en cours.



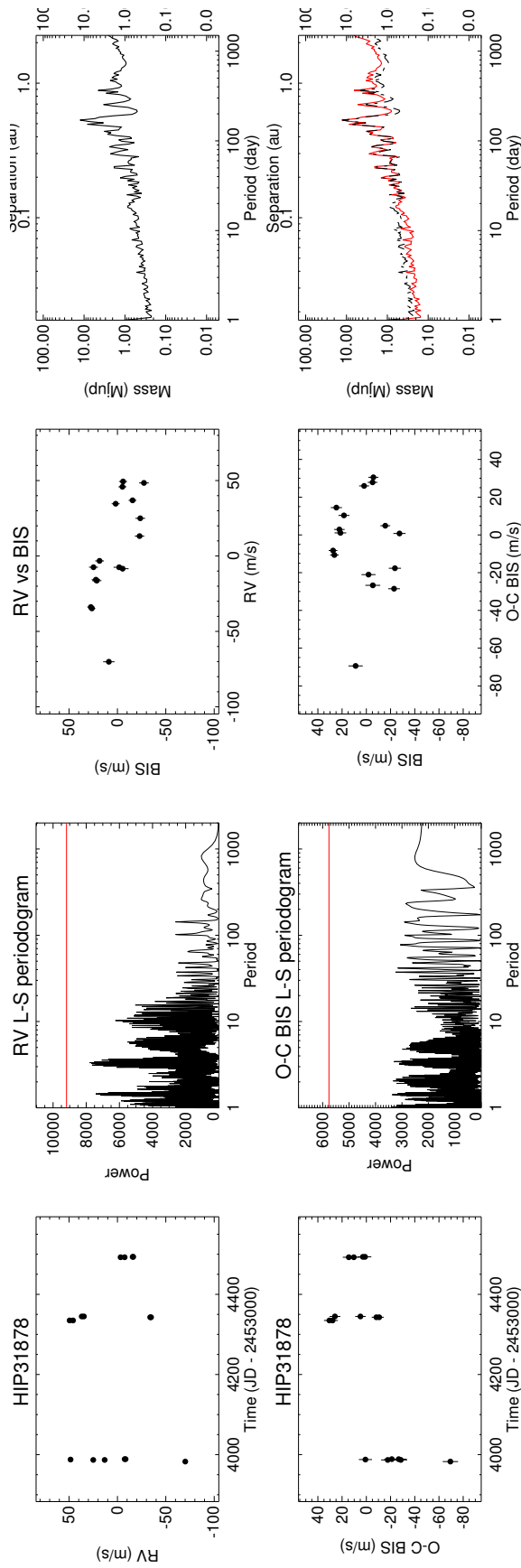


FIGURE 4.2 – Résultats de la réduction et de l'analyse des données de HIP 31878. La première colonne représente la série temporelle des vitesses radiales, la deuxième colonne montre les périodogrammes de Lomb-Scargle de la série temporelle, la troisième colonne représente le diagnostic de la variabilité, la quatrième colonne montre les limites de détection calculées par SAFIR entre 1 et 1000 jours. La seconde ligne est présente car les vitesses radiales ont été corrigées des variations induites par de l'activité, et les limites de détection sont représentées en rouge dans ce cas.

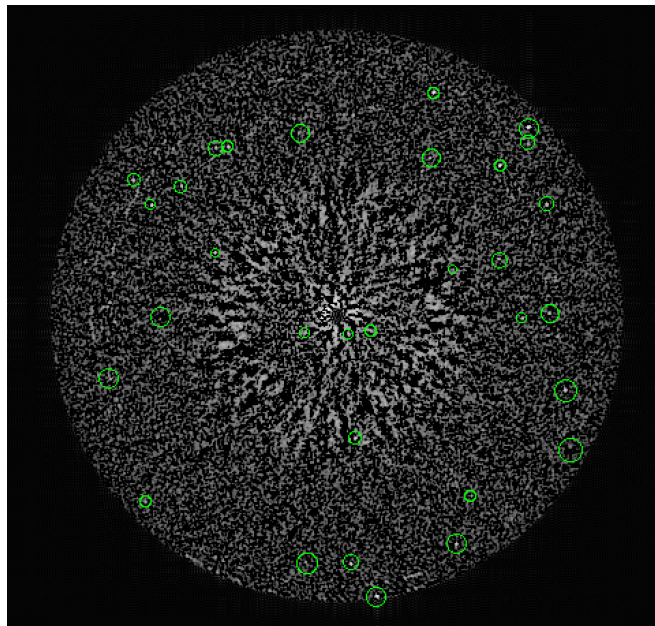


FIGURE 4.3 – Analyse PCA de 2MASS J23301341-202327, les candidats compagnons sont entourés d'un cercle vert. Le nord est vers le haut, l'est vers la droite de l'image, le champ de vue mesure  $5.9 \times 5.9''$



# Chapitre 5

## Bilan et perspective

Mon travail de thèse s'est inscrit dans le contexte astrophysique particulièrement riche des exoplanètes, qui a soulevé de nombreuses questions telles que : Par quels mécanismes les planètes géantes gazeuses se forment-elles ? Quel est leur taux d'occurrence ? Est-ce que leur distribution spatiale est fonction des paramètres stellaires ? Existe-il des systèmes planétaires au sein desquels les planètes géantes ont été formées suivant des processus distincts, et dont la gamme de séparations est large ? Mon travail au cours de mes trois années de thèse s'est articulé autour de ces problématiques, et je résume ci-après les principaux résultats que j'ai apportés et détaillés dans les Chapitres 2, 3, et 4.

J'ai commencé mon travail de thèse par étudier des aspects statistiques des planètes géantes détectables par imagerie directe. Les résultats des études sur l'occurrence des exoplanètes qui sont détaillés en Chapitre 2 montrent un lien entre fréquence planétaire et masse stellaire, à savoir que les étoiles massives seraient des hôtes privilégiés des planètes géantes gazeuses massives, alors que les étoiles de faible masse auraient un taux de planètes joviennes plus faible. Aucune étude antérieure à ma thèse n'a comparé de manière cohérente les taux d'occurrence des planètes joviennes en orbite autour d'étoiles de différentes masses, observationnellement et par imagerie directe.

Nous avons pour cela conduit un relevé de 58 naines M et utilisé les résultats d'un relevé de 37 étoiles AF. Les mêmes critères de jeunesse, de proximité et de magnitude ont été appliqués pour la sélection des cibles des deux relevés, et les réductions des données ont été appliquées de manière similaires. L'étude bayésienne que j'ai menée et l'approche par la contraposition dont je me suis servie m'ont permis de comparer les fréquences d'objets substellaires (planètes géantes et naines brunes) calculées pour chacun de ces relevés, en tenant compte des mécanismes de formation des planètes joviennes et naines brunes.

J'en ai conclu avec une probabilité de 75% que les objets substellaires situés entre 8 et 400 UA étaient plus nombreux autour des étoiles AF que des naines M. Mes conclusions sont identiques pour les planètes joviennes dont le rapport de masses avec l'étoile est inférieur à 1%, toujours situées entre 8 et 400 UA. Ces planètes joviennes se seraient plutôt formées par accréation sur coeur. Cependant, pour la même gamme de séparations, je n'ai pas pu conclure quant à une éventuelle relation entre fréquence planétaire et masse stellaire pour le cas des planètes ou naines brunes dont le rapport de masses avec l'étoile est compris entre 1 et 5%, ces objets ayant été formés plutôt par instabilités gravitationnelles. Ce premier projet de ma thèse a mené à une publication (Lannier et al., sub.). Bien que cette étude ait été menée sur un échantillon statistiquement représentatif de 91 étoiles M et AF, de nouvelles données d'imagerie permettraient d'affiner les taux d'occurrence planétaire, comme par exemple par l'acquisition de données SPHERE qui permettraient en plus de contraindre des séparations plus petites que celles explorées par NaCo. A la suite de cette première étude qui se focalise sur les séparations plutôt larges, on peut se demander si la tendance

observée dans cette fourchette particulière de demi-grand axes est également observée pour toutes les séparations, sans discontinuité.

Je me suis donc naturellement intéressée à la combinaison de données d'imagerie directes (obtenues à plusieurs époques) et de vitesses radiales d'une même étoile, dans le but d'analyser la population des planètes géantes depuis les très courtes (vitesses radiales) jusqu'aux plus longues (imagerie) séparations. Pour cela, j'ai construit l'outil statistique MESS2 qui repose sur une approche Monte Carlo de génération de planètes synthétiques afin de calculer des probabilités de détection de planètes dans un système considéré. MESS2 permet de contraindre des systèmes particuliers, afin, par exemple, d'exclure avec une certaine probabilité la présence de planètes ou de naines brunes autour de l'étoile considérée. Une seconde utilisation possible est l'optimisation de la programmation de futures observations par imagerie. A plus long terme, cet outil pourra être modifié pour tester les modèles de synthèse de population planétaire.

J'ai appliqué cet outil sur les données de vitesses radiales et d'imagerie directe de quatre étoiles (AU Mic,  $\beta$  Pictoris, HD 113337, HD 95086). Les futures applications devraient être nombreuses, à la fois parce que les bases de temps des observations en vitesses radiales vont être de plus en plus longues et parce que la sensibilité instrumentale des imageurs permettent la détection de planètes de plus en plus proches de leur étoile. La recherche de compagnons de masses planétaires dans les régions de séparations intermédiaires (à la limite entre les séparations généralement sondées par vitesses radiales et celles imageables), va être facilitée par l'arrivée des données astrométriques de Gaia. Une amélioration future de MESS2 sera donc la prise en compte de ces données astrométriques en plus de celles de vitesses radiales et d'imagerie, optimisant l'analyse des systèmes particuliers par le calcul de probabilités de détection plus proches de la réalité.

Ce travail fait l'objet d'un article (Lannier et al., sub.) qui explique en détails le principe de l'outil, et qui présente son application sur les données HARPS et NaCo d'AU Mic. Un article connexe va également être publié sur l'application de MESS2 sur l'étoile  $\beta$  Pictoris (Lagrange et al., en prep.), et un article sur HD 95086 intégrera aussi les résultats de MESS2 sur les données HARPS et SPHERE de cette étoile (Chauvin et al., in prep.).

La suite logique de ces deux premiers projets est d'utiliser les outils développés pour chacun afin de mener une étude statistique sur un relevé d'étoiles de faible masse, en considérant toutes les séparations. C'est pourquoi j'ai constitué un échantillon de 25 étoiles K5-M5 observées à la fois par HARPS et par SPHERE, avec pour objectifs : i) d'essayer de détecter un système composé d'une planète géante proche et d'une seconde planète jovienne éloignée de l'étoile, un tel système n'ayant jamais été détecté et pouvant apporter d'importantes contraintes sur les mécanismes de formation et d'évolution de telles planètes dans un tel système, ii) de comparer les résultats statistiques obtenus pour toutes les séparations aux résultats auxquels j'ai abouti pour les longues séparations (8-400 UA).

Ce travail est toujours en cours, car une partie des observations HARPS et SPHERE est programmée pour la période P97 et fait l'objet d'une demande de temps d'observation ESO pour la période P98. Une compréhension plus globale des mécanismes de formation et d'évolution des planètes situées depuis les courtes jusqu'aux longues séparations autour des étoiles de faible masse pourra ainsi être pour la première fois apportée.

Enfin, j'ai participé aux observations et à l'analyse des données du temps d'observation garanti (GTO) du consortium SPHERE. En effet, j'ai fait partie de trois équipes de réduction de données (DRT, data reduction team), en février, mars et mai 2015, et ai participé aux observations de fin

---

octobre 2015 avec Dino Mesa. La réduction des données pendant les DRT ont conduit à publier plusieurs articles, dont cinq pour lesquels ma contribution aux DRT de février, mars et mai 2105 m'ont permis de faire partie des co-auteurs (cf. la liste des publications).

J'ai également participé à des observations avec les instruments SOPHIE, HARPS, et SINFONI.

L'arrivée des instruments de l'E-ELT (European Extremely Large Telescope) va permettre d'ici une décennie de considérablement améliorer nos connaissances des systèmes planétaires, grâce en particulier à la caractérisation de planètes déjà connues. Ces instruments dépasseront les performances des instruments actuels en termes de contraste et de résolution angulaire, permettant la recherche de compagnons de plus faible masse situés à de plus faibles séparations. De même, l'arrivée des données de Gaia permettra de mieux contraindre des séparations assez proches de l'étoile. Les données de ces télescopes et satellite seront, entre autres, importantes pour l'analyse statistique des planètes géantes autour des étoiles de faible masse, et permettront de contraindre encore plus cette population planétaire.

Pour conclure ce manuscrit, j'ai mené durant mes trois années de thèse des projets de nature très diversifiée : réduction de données (NaCo, SPHERE), observations et préparation des demandes de temps (pour les périodes P92, P94, P95, P96, P97, P98, parmi lesquelles quatre demandes ont été acceptées par l'ESO), études statistiques, simulations numériques. Ma thèse m'a permis d'entretenir des collaborations internationales (par exemple, avec Mariangela Bonavita). J'ai également participé à différentes conférences (Sagan Summer School 2014, ZIM-2014, Spirit of Lyot 2015). En outre, j'ai enseigné durant mes deux premières années de thèse, à des étudiants de première année de l'IEPG (Institut d'Etude Politique de Grenoble).



# Liste des publications et conférences

## Publications en tant que premier auteur.

Justine LANNIER, Philippe DELORME, Anne-Marie LAGRANGE, *et al.*, "**MASSIVE : A Bayesian analysis of giant planet populations around low-mass stars**". Soumis à *Astronomy Astrophysics* (2016).

Justine LANNIER, Anne-Marie LAGRANGE, Mariangela BONAVITA, *et al.*, "**Combining direct imaging and radial velocity data towards a full exploration of the giant planet population. I. Method and first results**". Soumis à *Astronomy Astrophysics* (2016).

## Publications en tant que co-auteur.

Anne-Marie LAGRANGE, *et al.*, "**Full exploration of GP population around  $\beta$  Pictoris**", en préparation.

Gaël CHAUVIN, *et al.*, "**Characterizing the close environment of the young, planetary system around HD 95086**", en préparation.

Simon BORGNIET, *et al.*, "**The HD113337 system revisited with radial velocity and direct imaging. Hints for a second planet.**", en préparation.

Johan OLOFSSON, *et al.*, "**Azimuthal asymmetries in the debris disk around HD 61005. A massive collision of planetesimals ?**". *Astronomy Astrophysics*, 591, A108 (2016).

Mariangela BONAVITA, *et al.*, "**SPOTS : The Search for Planets Orbiting Two Stars : II. First constraints on the frequency of sub-stellar companions on wide circumbinary orbits**". Soumis à *Astronomy Astrophysics* (2016).

Clément PERROT, *et al.*, "**Discovery of concentric broken rings at sub-arcsec separations in the HD 141569A gas-rich, debris disk with VLT/SPHERE**". *Astronomy Astrophysics*, 590, L7 (2016).

Antonio GARUFI, *et al.*, "**The SPHERE view of the planet-forming disk around HD 100546**". *Astronomy Astrophysics*, 588, A8 (2016).

Anne-Marie LAGRANGE, *et al.*, "**A narrow, edge-on disk resolved around HD 106906 with SPHERE**". *Astronomy Astrophysics*, 586, L8 (2016).

Johan OLOFSSON, *et al.*, "**Azimuthal asymmetries in the debris disk around HD61005**". Accepté par *Astronomy Astrophysics* (2016).



Tiffany MESHKAT, *et al.*, "**Discovery of a low-mass companion to the F7V star HD 984**". Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 453, 2378-2386 (2015).

## Conférences.

Justine LANNIER, Philippe DELORME, Anne-Marie LAGRANGE, Mariangela BONAVITA, **"Exploration of GP population around low-mass stars"**. Présentation, Disk-and-Planets Group, Universidad de Chile, Pontificia Universidad Católica de Chile, Universidad Diego Portales, Universidad Valparaiso, août 2016.

Justine LANNIER, Philippe DELORME, Anne-Marie LAGRANGE, Mariangela BONAVITA, **"Exploration of GP population around low-mass stars"**. Présentation, ESO, août 2016.

Justine LANNIER, Anne-Marie LAGRANGE, Mariangela BONAVITA, **Towards a full exploration of the giant planet population. Combination of direct imaging and radial velocity data..** Poster, Exoplanets I, Juillet 2016.

Justine LANNIER, Philippe DELORME, Anne-Marie LAGRANGE, **"A Bayesian analysis of giant planet population around low-mass stars"**. Poster, In the Spirit of Lyot 2015, Juillet 2015.

Justine LANNIER, Philippe DELORME, Anne-Marie LAGRANGE, **"MASSIVE : exploration of giant planets around low-mass stars"**. Présentation, INAF - Osservatorio Astronomico di Padova, Novembre 2014.

Justine LANNIER, Philippe DELORME, Anne-Marie LAGRANGE, **"MASSIVE : Exploration of GPs around low-mass stars"**. Présentation, Heidelberg-Grenoble inter-institutes workshop (ZIM-2014), Ringberg, Octobre 2014.

Justine LANNIER, Anne-Marie LAGRANGE, Mariangela BONAVITA, **"Multi epochs MESS : a statistical tool for a complete exploration of giant planets"**. Poster, Thirty years of beta Pic and debris disks studies, Septembre 2014.

Justine LANNIER, Philippe DELORME, Anne-Marie LAGRANGE, **"Probing the Frequency of Giant Planets Around Low-Mass Stars"**. Poster, Sagan Summer School, Juillet 2014.



# Bibliographie

- Abe, F., Allen, W., Banks, T., et al. 1997, in *Variables Stars and the Astrophysical Returns of the Microlensing Surveys*, ed. R. Ferlet, J.-P. Maillard, & B. Raban, 75
- Allard, F., Hauschildt, P. H., Alexander, D. R., Tamanai, A., & Schweitzer, A. 2001, *Astrophys. J.*, 556, 357
- Allard, F., Homeier, D., & Freytag, B. 2011, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 448, 16th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, ed. C. Johns-Krull, M. K. Browning, & A. A. West, 91
- Andrews, S. M., Rosenfeld, K. A., Kraus, A. L., & Wilner, D. J. 2013, *Astrophys. J.*, 771, 129
- Auvergne, M., Bodin, P., Boissard, L., et al. 2009, *Astron. & Astrophys.*, 506, 411
- Bakos, G. A. 2001, *Publications of the Astronomy Department of the Eotvos Lorand University*, 11, 107
- Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2003, *Astron. & Astrophys.*, 402, 701
- Barenfeld, S. A., Bubar, E. J., Mamajek, E. E., & Young, P. A. 2013, *Astrophys. J.*, 766, 6
- Barry, R., Kruk, J., Anderson, J., et al. 2011, in , Vol. 8151, *Techniques and Instrumentation for Detection of Exoplanets V*, 81510L
- Beaulieu, J. P., Albrow, M., An, J., et al. 2000, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 219, Disks, Planetesimals, and Planets*, ed. G. Garzón, C. Eiroa, D. de Winter, & T. J. Mahoney, 550
- Biller, B. A., Liu, M. C., Wahhaj, Z., et al. 2013, *Astrophys. J.*, 777, 160
- Binks, A. S. & Jeffries, R. D. 2014, *Mon. Not. R. astr. Soc.*, 438, L11
- Boley, A. C. 2009, *Astrophys. J. Letter.*, 695, L53
- Bonavita, M., Chauvin, G., Desidera, S., et al. 2012, *Astron. & Astrophys.*, 537, A67
- Bonavita, M., Desidera, S., Thalmann, C., et al. 2016, *ArXiv e-prints*
- Bonfils, X., Almenara, J. M., Jocu, L., et al. 2015, in , Vol. 9605, *Techniques and Instrumentation for Detection of Exoplanets VII*, 96051L
- Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., et al. 2013, *Astron. & Astrophys.*, 549, A109
- Bonnefoy, M. 2010, *PHD Thesis, IPAG*
- Bonnefoy, M., Marleau, G.-D., Galicher, R., et al. 2014, *Astron. & Astrophys.*, 567, L9

- Borgniet, S. 2015, PHD Thesis, IPAG
- Borgniet, S., Boisse, I., Lagrange, A.-M., et al. 2014, *Astron. & Astrophys.*, 561, A65
- Borucki, W. J., Koch, D., Basri, G., et al. 2010, *Science*, 327, 977
- Boss, A. P. 2006, *Astrophys. J.*, 643, 501
- Boss, A. P. 2011, *Astrophys. J.*, 731, 74
- Bouchy, F., Udry, S., Moutou, C., et al. 2007, in *SF2A-2007 : Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, ed. J. Bouvier, A. Chalabaev, & C. Charbonnel, 377
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., & Tamura, M. 2015, *Astrophys. J. Supp. Ser.*, 216, 7
- Burke, C. J., Christiansen, J. L., Mullally, F., et al. 2015, *Astrophys. J.*, 809, 8
- Burrows, A., Hubbard, W. B., Lunine, J. I., et al. 1997a, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 119, Planets Beyond the Solar System and the Next Generation of Space Missions*, ed. D. Soderblom, 9
- Burrows, A., Marley, M., Hubbard, W. B., et al. 1997b, *Astrophys. J.*, 491, 856
- Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P. 2000, *Astrophys. J.*, 542, 464
- Chabrier, G., Johansen, A., Janson, M., & Rafikov, R. 2014, *Protostars and Planets VI*, 619
- Charbonneau, D., Berta, Z. K., Irwin, J., et al. 2009, *Nature*, 462, 891
- Charbonneau, D. & Deming, D. 2007, ArXiv e-prints
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Bonavita, M., et al. 2010, *Astron. & Astrophys.*, 509, A52
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., et al. 2004, *Astron. & Astrophys.*, 425, L29
- Chelli, A. 2000, *Astron. & Astrophys.*, 358, L59
- Christie, G. 2006, *Society for Astronomical Sciences Annual Symposium*, 25, 97
- Chun, M., Toomey, D., Wahhaj, Z., et al. 2008, in , Vol. 7015, *Adaptive Optics Systems*, 70151V
- Clanton, C. & Gaudi, B. S. 2014, *Astrophys. J.*, 791, 91
- Crida, A., Morbidelli, A., & Masset, F. 2007, *Astron. & Astrophys.*, 461, 1173
- Delorme, P., Gagné, J., Girard, J. H., et al. 2013, *Astron. & Astrophys.*, 553, L5
- Delorme, P., Lagrange, A. M., Chauvin, G., et al. 2012, *Astron. & Astrophys.*, 539, A72
- Desidera, S., Gratton, R., Claudi, R., et al. 2008, in , Vol. 7014, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy II*, 70143M
- Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., et al. 2008, *Astron. & Astrophys.*, 491, 883
- Desort, M., Lagrange, A.-M., Galland, F., Udry, S., & Mayor, M. 2007, *Astron. & Astrophys.*, 473, 983
- Dodson-Robinson, S. E., Veras, D., Ford, E. B., & Beichman, C. A. 2009, *Astrophys. J.*, 707, 79

- Donati, J. F., Moutou, C., Malo, L., et al. 2016, *Nature*, 534, 662
- Dong, S. & Zhu, Z. 2013, *Astrophys. J.*, 778, 53
- Dressing, C. D. & Charbonneau, D. 2015, *Astrophys. J.*, 807, 45
- Durisen, R. H., Boss, A. P., Mayer, L., et al. 2007, *Protostars and Planets V*, 607
- Eggen, O. J. 1991, *Astron. J.*, 102, 2028
- Figueira, P., Marmier, M., Bonfils, X., et al. 2010, *Astron. & Astrophys.*, 513, L8
- Ford, E. B. 2008, in *IAU Symposium, Vol. 249, Exoplanets : Detection, Formation and Dynamics*, ed. Y.-S. Sun, S. Ferraz-Mello, & J.-L. Zhou, 441–446
- Fortney, J. J., Marley, M., Morley, C., et al. 2015, in *AAS/Division for Extreme Solar Systems Abstracts, Vol. 3, AAS/Division for Extreme Solar Systems Abstracts*, 104.13
- Freistetter, F., Krivov, A. V., & Löhne, T. 2007, *Astron. & Astrophys.*, 466, 389
- Galland, F. 2006, PHD Thesis, IPAG
- Galland, F., Lagrange, A.-M., Udry, S., et al. 2005, *Astron. & Astrophys.*, 443, 337
- Gaudi, B. S. 2006, ArXiv Astrophysics e-prints
- Goździewski, K. & Migaszewski, C. 2014, *Mon. Not. R. astr. Soc.*, 440, 3140
- Guilera, O. M. 2015, ArXiv e-prints
- Henry, T. J. 1998, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 134, Brown Dwarfs and Extrasolar Planets*, ed. R. Rebolo, E. L. Martin, & M. R. Zapatero Osorio, 28
- Hernán-Obispo, M., Gálvez-Ortiz, M. C., Anglada-Escudé, G., et al. 2010, *Astron. & Astrophys.*, 512, A45
- Howard, A. W., Marcy, G. W., Bryson, S. T., et al. 2012, *Astrophys. J. Supp. Ser.*, 201, 15
- Howard, A. W., Marcy, G. W., Johnson, J. A., et al. 2010, *Science*, 330, 653
- Ida, S. & Lin, D. N. C. 2005, *Astrophys. J.*, 626, 1045
- Janson, M., Bonavita, M., Klahr, H., & Lafrenière, D. 2012, *Astrophys. J.*, 745, 4
- Janson, M., Bonavita, M., Klahr, H., et al. 2011, *Astrophys. J.*, 736, 89
- Johns-Krull, C. M., McLane, J. N., Prato, L., et al. 2016, ArXiv e-prints
- Johnson, J. A., Aller, K. M., Howard, A. W., & Crepp, J. R. 2010, *Pub. Astron. Soc. Pacific.*, 122, 905
- Johnson, J. A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2007, *Astrophys. J.*, 670, 833
- Kasper, M., Apai, D., Janson, M., & Brandner, W. 2007, *Astron. & Astrophys.*, 472, 321
- Kennedy, G. M. & Kenyon, S. J. 2008, *Astrophys. J.*, 673, 502
- Kopparapu, R. K. 2013, *Astrophys. J. Letter.*, 767, L8

- Kornet, K., Wolf, S., & Różyczka, M. 2006, *Astron. & Astrophys.*, 458, 661
- Lafrenière, D., Marois, C., Doyon, R., Nadeau, D., & Artigau, É. 2007, *Astrophys. J.*, 660, 770
- Lagrange, A.-M., Boccaletti, A., Milli, J., et al. 2012a, *Astron. & Astrophys.*, 542, A40
- Lagrange, A.-M., Bonnefoy, M., Chauvin, G., et al. 2010, *Science*, 329, 57
- Lagrange, A.-M., De Bondt, K., Meunier, N., et al. 2012b, *Astron. & Astrophys.*, 542, A18
- Lagrange, A.-M., Gratadour, D., Chauvin, G., et al. 2009, *Astron. & Astrophys.*, 493, L21
- Lagrange, A.-M., Meunier, N., Chauvin, G., et al. 2013, *Astron. & Astrophys.*, 559, A83
- Lambrechts, M. & Johansen, A. 2012, *Astron. & Astrophys.*, 544, A32
- Laughlin, G., Bodenheimer, P., & Adams, F. C. 2004, *Astrophys. J. Letter.*, 612, L73
- Léger, A., Selsis, F., Sotin, C., et al. 2004, *Icarus*, 169, 499
- Lenzen, R., Hartung, M., Brandner, W., et al. 2003, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Vol. 4841, *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes*, ed. M. Iye & A. F. M. Moorwood, 944–952
- Lin, D. N. C. & Papaloizou, J. 1986, *Astrophys. J.*, 309, 846
- Lodato, G., Delgado-Donate, E., & Clarke, C. J. 2005, *Mon. Not. R. astr. Soc.*, 364, L91
- Lowrance, P. J., Schneider, G., Kirkpatrick, J. D., et al. 2000, *Astrophys. J.*, 541, 390
- Luhman, K. L., Stauffer, J. R., & Mamajek, E. E. 2005, *Astrophys. J. Letter.*, 628, L69
- Macintosh, B. A., Graham, J. R., Palmer, D. W., et al. 2008, in , Vol. 7015, *Adaptive Optics Systems*, 701518
- Malo, L., Doyon, R., Feiden, G. A., et al. 2014, *Astrophys. J.*, 792, 37
- Mamajek, E. E. & Bell, C. P. M. 2014, *Mon. Not. R. astr. Soc.*, 445, 2169
- Marleau, G.-D. & Cumming, A. 2014, *Mon. Not. R. astr. Soc.*, 437, 1378
- Marley, M. S., Fortney, J., Seager, S., & Barman, T. 2007, *Protostars and Planets V*, 733
- Marois, C., Lafrenière, D., Doyon, R., Macintosh, B., & Nadeau, D. 2006, *Astrophys. J.*, 641, 556
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., et al. 2008, *Science*, 322, 1348
- Mawet, D., Pueyo, L., Lawson, P., et al. 2012, in , Vol. 8442, *Space Telescopes and Instrumentation 2012 : Optical, Infrared, and Millimeter Wave*, 844204
- Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C., et al. 2011, *ArXiv e-prints*
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
- Meunier, N. & Lagrange, A. M. 2013, *Astronomische Nachrichten*, 334, 141
- Montet, B. T., Crepp, J. R., Johnson, J. A., Howard, A. W., & Marcy, G. W. 2014, *Astrophys. J.*, 781, 28

- Mordasini, C., Alibert, Y., Klahr, H., & Henning, T. 2012, *Astron. & Astrophys.*, 547, A111
- Moutou, C., Boisse, I., Hébrard, G., et al. 2015, in *SF2A-2015 : Proceedings of the Annual meeting of the French Society of Astronomy and Astrophysics*, ed. F. Martins, S. Boissier, V. Buat, L. Cambrésy, & P. Petit, 205–212
- Neuhaeuser, R., Guenther, E., & Hauschildt, P. 2005, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Neuhäuser, R. & Schmidt, T. O. B. 2012, *ArXiv e-prints*
- Nielsen, E. L. & Close, L. M. 2010, *Astrophys. J.*, 717, 878
- Pavlov, A., Feldt, M., & Henning, T. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 394, Astronomical Data Analysis Software and Systems XVII*, ed. R. W. Argyle, P. S. Bunclark, & J. R. Lewis, 581
- Pepe, F., Mayor, M., Rupprecht, G., et al. 2002, *The Messenger*, 110, 9
- Pepe, F. A., Cristiani, S., Rebolo Lopez, R., et al. 2010, in , Vol. 7735, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III*, 77350F
- Perryman, M. A. C., de Boer, K. S., Gilmore, G., et al. 2001, *Astron. & Astrophys.*, 369, 339
- Petigura, E. A., Howard, A. W., & Marcy, G. W. 2013, *Proceedings of the National Academy of Science*, 110, 19273
- Piso, A.-M. A. & Youdin, A. N. 2014, *Astrophys. J.*, 786, 21
- Pollacco, D. L., Skillen, I., Collier Cameron, A., et al. 2006, *Pub. Astron. Soc. Pacific.*, 118, 1407
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icarus*, 124, 62
- Pueyo, L., Soummer, R., Hoffmann, J., et al. 2015, *Astrophys. J.*, 803, 31
- Queloz, D., Henry, G. W., Sivan, J. P., et al. 2001, *Astron. & Astrophys.*, 379, 279
- Racine, R., Walker, G. A. H., Nadeau, D., Doyon, R., & Marois, C. 1999, *Pub. Astron. Soc. Pacific.*, 111, 587
- Raiffa, H. & Schlaifer, R. 1961, *Division of Research, Graduate School of Business Administration, Harvard University*
- Rameau, J. 2014, *PHD Thesis, IPAG*
- Rameau, J., Chauvin, G., Lagrange, A.-M., et al. 2013a, *Astrophys. J. Letter.*, 772, L15
- Rameau, J., Chauvin, G., Lagrange, A.-M., et al. 2013b, *Astron. & Astrophys.*, 553, A60
- Rameau, J., Nielsen, E. L., De Rosa, R. J., et al. 2016, *Astrophys. J. Letter.*, 822, L29
- Rousset, G., Lacombe, F., Puget, P., et al. 2003, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 4839, Adaptive Optical System Technologies II*, ed. P. L. Wizinowich & D. Bonaccini, 140–149
- Royer, F., Zorec, J., & Gómez, A. E. 2007, *Astron. & Astrophys.*, 463, 671
- Soummer, R., Pueyo, L., & Larkin, J. 2012, *Astrophys. J. Letter.*, 755, L28



- Sozzetti, A., Giacobbe, P., Lattanzi, M. G., et al. 2014, *Mon. Not. R. astr. Soc.*, 437, 497
- Spiegel, D. S. & Burrows, A. 2012, *Astrophys. J.*, 745, 174
- Su, K. Y. L., Morrison, S., Malhotra, R., et al. 2015, *Astrophys. J.*, 799, 146
- Sumi, T., Bennett, D. P., Bond, I. A., et al. 2010, *Astrophys. J.*, 710, 1641
- Szymański, M., Udalski, A., Kubiak, M., et al. 2001, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 228, *Dynamics of Star Clusters and the Milky Way*, ed. S. Deiters, B. Fuchs, A. Just, R. Spurzem, & R. Wielen, 277
- Tamura, M., Suto, H., Nishikawa, J., et al. 2012, in , Vol. 8446, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy IV*, 84461T
- Thalmann, C., Desidera, S., Bonavita, M., et al. 2014, *Astron. & Astrophys.*, 572, A91
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., da Silva, L., et al. 2006, *Astron. & Astrophys.*, 460, 695
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2008, *Young Nearby Loose Associations*, ed. Reipurth, B., 757–+
- Traub, W. A. 2012, *Astrophys. J.*, 745, 20
- van Leeuwen, F. 2007, *Astron. & Astrophys.*, 474, 653
- Vazan, A. & Helled, R. 2012, *Astrophys. J.*, 756, 90
- Vigan, A. 2009, PHD Thesis, LAM
- Vigan, A., Patience, J., Marois, C., et al. 2012, *Astron. & Astrophys.*, 544, A9
- Vorobyov, E. I. 2013, *Astron. & Astrophys.*, 552, A129
- Wheatley, P. J., Pollacco, D. L., Queloz, D., et al. 2014, in *IAU Symposium*, Vol. 299, *Exploring the Formation and Evolution of Planetary Systems*, ed. M. Booth, B. C. Matthews, & J. R. Graham, 311–312
- Winn, J. N. & Fabrycky, D. C. 2015, *Ann. Rev. of Astron. & Astrophys.*, 53, 409
- Wolszczan, A. & Frail, D. A. 1992, *Nature*, 355, 145
- Zuckerman, B., Bessell, M. S., Song, I., & Kim, S. 2006, *Astrophys. J. Letter.*, 649, L115



## Résumé.

L'étude des exoplanètes, et en particulier celle des planètes géantes gazeuses, est une branche jeune et florissante de l'astrophysique moderne. Les grandes problématiques qui ont émergé des études sur cette population de planètes consistent à comprendre comment elles se sont formées, comment elles ont spatialement et temporellement évolué, et comment elles influencent d'éventuelles autres planètes au sein des systèmes stellaires. Afin d'apporter des réponses à ces questions, il a été nécessaire de développer des techniques d'observation et des outils d'analyse des données les plus performants possibles. C'est dans ce cadre que j'ai effectué mon travail de thèse, qui s'est articulé autour de trois projets. En premier lieu, je me suis intéressée à étudier le taux d'occurrence des planètes géantes gazeuses en orbite autour des naines M. Pour réaliser cette étude statistique, j'ai utilisé des données de deux relevés NaCo, le premier étant consacré aux naines M, et le second étant constitué d'étoiles AF et ayant été précédemment étudié par des membres de notre équipe. J'ai développé un code Monte Carlo, et me suis servie de la logique de la contraposition pour mener une étude comparative des résultats de ces deux relevés. J'ai également associé des gammes de rapports de masses entre la planète et son étoile à des mécanismes de formation privilégiés. J'en ai conclu que la formation des planètes géantes gazeuses formée par accrétion sur coeur était favorisée si ces planètes se situaient autour d'étoiles AF plutôt que des naines M, pour des séparations allant de 8 à 400 unités astronomiques. La fréquence des planètes géantes gazeuses reste toutefois faible quelque soit la masse de l'étoile considérée (typiquement <20%). Je me suis par la suite intéressée à développer un outil statistique capable de combiner des données de vitesses radiales et d'imagerie directe afin d'apporter des contraintes supplémentaires sur la population de planètes géantes situées à toutes les séparations, pour des systèmes particuliers. Le code que j'ai écrit repose sur une génération Monte Carlo de planètes synthétiques. Je l'ai appliqué sur les données de vitesses radiales et d'imagerie d'étoiles jeunes et proches : AUMic,  $\beta$ Pictoris, HD113337, et HD95086. Les futures applications pourront être nombreuses à la fois parce que les données de vitesses radiales sont de plus en plus abondantes, et parce que les instruments de haut contraste et haute résolution angulaire permettent de sonder des séparations toujours plus courtes. Grâce à ces deux premiers projets de ma thèse, j'ai pris en main les outils de réduction de données développés à l'IPAG, et j'ai développé des outils statistiques me permettant de commencer à mener mon dernier projet. Cet ultime projet consiste en l'observation, la réduction et l'analyse de données de vitesses radiales HARPS et d'imagerie SPHERE obtenues conjointement pour un set de naines K5-M5, proches et jeunes. L'analyse de l'ensemble des données va permettre d'apporter de fortes contraintes sur les populations de planètes géantes gazeuses en orbite autour des étoiles de faible masse, depuis les très courtes jusqu'aux plus longues séparations.

**Mots-clefs : Systèmes planétaires – Formation planétaire – Etoiles de faible masse – Etoiles jeunes – Imagerie directe – Vitesses radiales – Statistiques**

## Abstract.

Studying exoplanets, and in particular gaseous giant planets, is a new field of modern astrophysics. Understanding how the giant planets form, dynamically evolve, evolve with time, and have an impact on potential other planets within a stellar system are part of the biggest challenges of this science. The development of the most efficient observational technics and optimal analysis tools have been necessary to bring answers to these problematics. This is the context in which I realized my PhD thesis. I present in this manuscript the three projects that I led during these last three years. First, I studied the occurrence rate of the giant planets that orbit around M dwarfs. To realize this statistical study, I used NaCo data from two surveys. The first survey was composed of M dwarfs, the second was made of AF stars that were already studied by members of our team. I developed a Monte Carlo code, and used the contrapositive logic to lead a comparative analysis of these two surveys. I also associated stellar to planet mass ratios to planetary formation scenarios. My conclusions are that giant planets can more easily be formed by core accretion around AF stars than around M dwarfs, for separations between 8 and 400 astronomical units. Wide-orbit giant planets are rare whatever the stellar mass (basically <20%). Then, I developed a statistical tool that combines radial velocity and direct imaging data of specific stars, to better constrain the giant planet population at all separations. The code that I wrote is based on a Monte Carlo generation of synthetic planet populations. I applied this code on radial velocity and direct imaging data from young and nearby stars: AUMic,  $\beta$ Pictoris, HD113337, and HD95086. The future applications will be numerous thanks to the increase of the time baseline of radial velocity data and thanks to new high contrast and high resolution instruments able to probe shorter regions. These first two projects have allowed me to understand how to reduce and analyse data, and to develop statistical tools useful for my last project. This last project consists of observing, reducing and analyzing radial velocity and direct imaging data of a sample of K5-M5 young and nearby dwarfs. This project will bring strong constraints on the gaseous giant planet population that orbits around low mass stars, from short to wider separations.

**Keywords: Planetary systems – Planet formation – Low-mass stars – Young stars – Direct imaging – Radial velocities – Statistics**