

Université de Montréal

Recherche et caractérisation d'exoplanètes à grande séparation autour d'étoiles jeunes de
faible masse

par

Marie-Eve Naud

Département de physique

Faculté des arts et des sciences

Thèse présentée à la Faculté des études supérieures et postdoctorales
en vue de l'obtention du grade de
Philosophiae Doctor (Ph.D.)
en physique

Août, 2016

©Marie-Eve Naud, 2016

Université de Montréal
Faculté des études supérieures

Cette thèse intitulée:

Recherche et caractérisation d'exoplanètes à grande séparation autour d'étoiles jeunes de
faible masse

présentée par:

Marie-Eve Naud

a été évaluée par un jury composé des personnes suivantes:

Patrick Dufour,	Président-rapporteur
René Doyon,	Directeur de recherche
Étienne Artigau,	Codirecteur de recherche
Gilles Fontaine,	Membre du jury
Gaël Chauvin,	Examineur externe
Gary Hanan,	Représentant du Doyen de la FES

Thèse acceptée le: _____

Sommaire

Il y a plus de 20 ans, la détection de planètes extrasolaires a créé une véritable révolution dans le domaine de l'astronomie. Ces dernières étant si peu lumineuses par rapport à leur étoile hôte, ce n'est toutefois que depuis le milieu des années 2000 qu'on arrive à en « voir » directement, grâce à la lumière qu'elles émettent. Les quelques dizaines d'exoplanètes détectées ainsi révèlent des aspects intrigants de l'architecture des systèmes exoplanétaires et de la nature des compagnons de faible masse. Plusieurs relevés par imagerie directe ont été entrepris, et de nouveaux instruments dédiés à l'imagerie haut contraste comme GPI ou SPHERE s'attaquent maintenant à détecter des planètes de plus en plus semblables aux planètes géantes de notre Système Solaire. Les confins des systèmes planétaires, là où on ne s'attend pas à trouver beaucoup de compagnons, ont été jusqu'à maintenant un peu négligés.

Dans le relevé profond qui est présenté dans la première partie, l'imagerie est exploitée sous sa forme la plus simple, sans technique sophistiquée d'imagerie haut contraste, afin de pousser la recherche d'exoplanètes géantes gazeuses dans des régions très éloignées autour d'étoiles jeunes de faible masse. À cette fin, un relevé profond d'imagerie appelé PSYMWIDE (Planet Search around Young-associations M dwarfs) a été effectué à l'Observatoire Gemini Sud, avec l'instrument GMOS (Gemini Multi-Object Spectrographs), dans deux filtres du proche infrarouge (i' et z'). Les étoiles sondées sont des membres nouvellement identifiés d'associations d'étoiles jeunes. Les compagnons autour de ces étoiles, dont l'âge est de moins de ~ 200 millions d'années, sont encore en train de se contracter et de refroidir, et sont donc plus lumineux. Conformément à la théorie, de tels compagnons très distants semblent rares. Plus spécifiquement, ce relevé permet de déduire que $0,84^{+6,73}_{-0,66}\%$ des étoiles ont au moins un compagnon de masse entre 5 et $13 M_{\text{Jup}}$ dans l'intervalle de séparations orbitales entre 500 et

5000 unités astronomiques (ua, 1 ua = la distance Terre-Soleil).

Un seul compagnon de masse planétaire ($\sim 11 M_{\text{Jup}}$) a été détecté, à 2000 ua de GU Psc, une étoile d'environ le tiers de la masse du Soleil qui est membre de l'association jeune (~ 100 – 150 Ma) AB Doradus. L'étude détaillée de cet objet unique constitue la seconde partie de cette thèse. Des observations ont été effectuées à Gemini Nord avec GNIRS (spectroscopie infrarouge), au Télescope Canada-France-Hawaii (CFHT; photométrie dans l'infrarouge proche) avec WIRCam et avec le satellite spatial WISE (photométrie dans l'infrarouge moyen) ainsi qu'au télescope Keck (imagerie haut contraste). La comparaison de ces observations avec des modèles d'atmosphère et d'évolution a permis d'en déterminer les caractéristiques physiques. Ce curieux objet de type spectral T3.5 aurait une température d'environ 1000 K et une faible gravité de surface, typique à ce jeune âge. Comme tous les compagnons de masse planétaire lointains, il est difficile d'expliquer la présence de cet objet à une si grande distance de son étoile par les méthodes traditionnelles de formation planétaire. C'est cependant un objet très intéressant, sa grande distance le rendant beaucoup plus facile à étudier que les exoplanètes plus rapprochées de leur étoile détectées par imagerie haut-contraste, qui ont une masse et un âge similaires.

La troisième partie de cette thèse exploite justement cet avantage. On y présente l'étude de la variabilité de la luminosité de GU Psc b, faite au Télescope Canada-France-Hawaii (CFHT). Trois séquences d'observation photométriques de 5 – 6 h consécutives ont été faites dans l'infrarouge (filtre J), avec l'instrument WIRCam. Lors d'une de ces trois séquences, une variation de $4 \pm 1\%$ (pic-à-pic) de la luminosité sur une période d'environ 6 h a été détectée. Aucune variabilité n'est détectée de manière convaincante pour les deux autres séquences. Cette variation périodique de l'intensité lumineuse, déjà observée pour des naines brunes plus massives et plus vieilles, peut s'expliquer par la rotation de ces objets, qui montrent tour à tour différentes portions de leur atmosphère, non uniforme. Des observations plus longues et/ou sur des télescopes plus grands ou dans l'espace permettront de confirmer ce résultat et de mieux contraindre la période de rotation de GU Psc b.

Mots clés : Exoplanètes ; Imagerie directe ; Étoiles de faible masse ; Associations jeunes

Abstract

More than 20 years ago, the detection of exoplanets created a major revolution in astrophysics. It is, however, only in the mid-2000 that those planets were seen directly, through the light they emit, because they are much fainter than their host star. The few dozen exoplanets that were detected through direct imaging reveal some intriguing aspects of exoplanetary systems architectures and of the nature of low-mass companions. Many direct imaging surveys were undertaken, and new instruments dedicated to high-contrast imaging like GPI or SPHERE are now getting to the point they can detect planets more and more alike to the giant planets in our Solar System.

This thesis is a parallel effort to these surveys. Imaging is exploited under its simplest form, without any sophisticated high-contrast imaging technique, to complete the picture that is starting to emerge. Companions of a few times the mass of Jupiter (M_{Jup}) and up were searched in a very distant region around young, low-mass stars. To do so, a deep imaging survey, PSYM-WIDE (Planet Search around Young-associations M dwarfs), was made with Gemini South Observatory with GMOS (Gemini Multi-Object Spectrographs) in two near-infrared filters (i' and z'). The targets are 95 stars recently identified as probable members of young associations, with ages of less than 200 million years. These young stars have planets that are still contracting and thus are hotter and brighter. The presentation of this survey is the first part of this thesis. In accordance with what could be expected from theory, those companions are really rare. More specifically, according to the survey, $0.84^{+6.73}_{-0.66}\%$ of stars have at least one planetary-mass companion (between 5 and $13 M_{\text{Jup}}$) at separations spanning 500 to about 5000 astronomical units (au, 1au being the distance between the Earth and the Sun).

Only one planetary-mass companion ($\sim 11 M_{\text{Jup}}$) was detected, 2000 au from GU Psc, a

star with about the third of the mass of the Sun that is a member of the young association ($\sim 100\text{--}150$ Myrs) AB Doradus. The detailed study of this unique object constitutes the second part of this thesis. Observations of this companion were made at Gemini North with GNIRS (infrared spectroscopy), at Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT; near-infrared photometry) with WIRCam, with the space telescope WISE (mid-infrared photometry) and with the Keck telescope (high-contrast imaging). The comparison of these observations with atmosphere and evolutive models allowed the determination of the physical properties of this unique object. Its spectral type is T3.5, it has a temperature of $1000 - 1100$ K and a low surface gravity typical for this young age. Just like all distant planetary-mass companions, it is hard to explain its presence so far from its host with current planetary formation scenarios.

It is, however, a very interesting object, as it is much easier to study than exoplanets that are closer to their host star. The third portion of this thesis exploits this advantage. We present the photometric variability study of GU Psc b, which was observed for 3 sequences of 5 – 6 consecutive hours with WIRCam, at CFHT. The periodic variation of the luminosity can be explained by the presence of a non-uniform atmosphere. Different portions of the surface are seen as the planet rotates, bringing more luminous and less luminous portions in and out of view. A variability study is thus a unique way of characterizing the atmosphere and rotation period of planets. For GU Psc b, a small, $4 \pm 1\%$ peak-to-peak amplitude variability was detected on the third epoch on a timescale of 6 h. Longer observations and/or observations on larger ground-based or space telescopes will allow this result to be confirmed and the rotation period of GU Psc b to be better constrained.

Subject headings : Exoplanets ; Direct Imaging ; Low-mass stars ; Young Associations

Table des matières

Sommaire	i
Abstract	iii
Table des matières	v
Liste des figures	x
Liste des tableaux	xiii
Liste des abréviations	xiv
Dédicace	xvi
Remerciements	xviii
1 Introduction	1
1.1 Mise en contexte: les exoplanètes	1
1.2 Aspects théoriques	5
1.2.1 Formation et évolution d'une planète	5
1.2.1.1 Mécanismes de formation	5
1.2.1.2 Évolution d'une planète	10
1.2.2 Types de planètes et composition	12
1.2.3 Atmosphère et propriétés spectrales	15
1.3 Méthodes de détection	21

1.3.1	Méthodes indirectes	22
1.3.1.1	Méthodes dynamiques: vitesse radiale, astrométrie, chronométrage	22
1.3.1.2	Transit	27
1.3.1.3	Micro-amplification gravitationnelle	30
1.3.2	Imagerie directe	33
1.4	Fréquence, distribution et caractéristiques des exoplanètes connues	40
1.4.1	Faits saillants sur la population générale d'exoplanètes	40
1.4.2	Fréquence et distribution des planètes	44
1.4.2.1	Exoplanètes géantes	45
1.4.2.2	Exoplanètes autour d'étoiles de faible masse	51
1.5	Confirmation et caractérisation des exoplanètes détectées par imagerie directe	56
1.5.1	Informations générales sur le système stellaire	56
1.5.2	Confirmation d'une candidate	57
1.5.3	Caractérisation	60
1.5.3.1	Observations photométriques et spectroscopiques	60
1.5.3.2	Étude de la variation de la luminosité	69
1.6	Cette thèse	74
1.6.1	Présentation	74
1.6.2	Déclaration de l'étudiante	75
2	THE PSYM-WIDE SURVEY	79
2.1	Abstract	80
2.2	Introduction	80
2.3	The stellar sample	83
2.3.1	Target Selection	83
2.3.2	Age and Distance estimates	85
2.3.2.1	Age	92
2.3.2.2	Distance	94
2.4	Observation and Data Reduction	95

2.4.1	Observing Strategy	95
2.4.2	Observations	97
2.4.3	Data Reduction	99
2.4.4	Assessment of conditions and photometric calibration	104
2.5	Results	105
2.5.1	Candidate Companions	105
2.5.1.1	GU Psc b	107
2.5.2	Detection limits	108
2.5.3	Completeness Maps and Survey sensitivity	113
2.5.4	Planet Frequency	117
2.6	Discussion	120
2.7	Conclusion	122
3	A PLANETARY-MASS COMPANION AROUND GU Psc	131
3.1	Abstract	132
3.2	Introduction	132
3.3	Observation and Data Reduction	134
3.3.1	The Host Star, GU Psc	136
3.3.1.1	High-resolution Spectroscopy	136
3.3.1.2	Near-infrared Medium-resolution Spectroscopy	136
3.3.1.3	High-contrast Imaging	136
3.3.2	The Companion, GU Psc b	137
3.3.2.1	Far-red Optical Photometry	137
3.3.2.2	Near-infrared Photometry and Astrometry	137
3.3.2.3	WISE Photometry	139
3.3.2.4	Near-infrared Spectroscopy	140
3.3.2.5	High-resolution Near-infrared Imaging	141
3.4	Results	142
3.4.1	Physical Properties of the Host Star	142

3.4.1.1	GU Psc: A Young Low-mass Star Candidate Member of the AB Doradus Moving Group	142
3.4.1.2	The Age of the AB Doradus Moving Group	144
3.4.1.3	Youth Indicators	145
3.4.1.4	Metallicity	148
3.4.1.5	Constraints on Multiplicity of the Host Star	148
3.4.2	Physical Properties of the Companion	151
3.4.2.1	Proper Motion	151
3.4.2.2	Constraints on Multiplicity of the Companion	153
3.4.2.3	Spectral Type and Spectral Characteristics	154
3.4.2.4	Direct Comparison with Atmosphere Models	158
3.4.2.5	Physical Properties from Evolutionary Models	164
3.5	Analysis and Discussion	165
3.5.1	Stability of the System	165
3.5.2	Formation Mechanisms	167
3.5.3	Interest of the System	168
3.6	Summary and Conclusions	171
4	VARIABILITY OF GU PSC b	182
4.1	Abstract	183
4.2	Introduction	183
4.3	Observations and Data Reduction	187
4.4	Results	188
4.4.1	Raw Light Curves	188
4.5	Analysis	193
4.5.1	Principal Component Analysis	193
4.5.2	Autocorrelation Analysis	194
4.5.3	Correcting for Instrumental Noise and Variability Modelling	195
4.5.4	Monte Carlo Markov Chain Analysis	198
4.5.5	Bayesian Information Criterion	202

4.6 Discussion	202
Conclusion	214
Bibliographie	218

Table des figures

1.1	Nombre de planètes détectées pour chaque méthode, par année	3
1.2	Mécanismes possibles de formation de compagnons planétaires	7
1.3	Deux types de migrations	9
1.4	Évolution de la température effective et du rayon dans le temps	11
1.5	Structure interne de différents types de planètes	13
1.6	Densité moyenne et composition interne	14
1.7	Spectres du Soleil et de planètes	16
1.8	Profils de température-pression et spectres pour des planètes de différentes T_{eff}	18
1.9	Nuages et gaz présents dans l’atmosphère d’objets de différentes températures .	20
1.10	Effet de la présence de nuages sur le spectre d’objets de 600 K et 1300 K	20
1.11	Méthodes de détection d’exoplanètes	21
1.12	Mouvement d’une étoile due à sa planète	23
1.13	Méthode de détection d’exoplanètes par vitesse radiale, concept	24
1.14	Méthode de détection d’exoplanètes par vitesse radiale, exemples	25
1.15	Méthode de détection par transit, concept	28
1.16	Méthode de détection par transit, exemples	29
1.17	Méthode de détection par micro-amplification gravitationnelle, concept	31
1.18	Méthode de détection par micro-amplification gravitationnelle, exemple	32
1.19	Quelques planètes détectées par imagerie.	34
1.20	Contraste et séparation angulaire atteints	35
1.21	Luminosité et âge de compagnons détectés par imagerie	39

1.22	Masse vs distance orbitale des exoplanètes connues	41
1.23	Distribution des planètes selon la masse	46
1.24	Fréquence des planètes géantes à moins de 400 jours de période	47
1.25	Limite de sensibilité et résultats de la méta-analyse de Bowler (2016)	50
1.26	Distribution des planètes selon l'étoile hôte	52
1.27	Détection d'exoplanètes autour d'étoiles d'associations jeunes	54
1.28	Mouvement propre commun	59
1.29	Orbites des 4 planètes autour d'HR 8799 et de celle autour de β Pic	60
1.30	Évaluation du type spectral	62
1.31	Relations température et luminosité bolométrique vs type spectral	63
1.32	Évaluation de la luminosité bolométrique	64
1.33	Comparaison d'objets sur un graphique couleur-couleur	66
1.34	Étude du spectre d'un compagnon de faible masse	67
1.35	Spectres comparés à des modèles théoriques	68
1.36	Indice de faible gravité de surface	69
1.37	Nuages sur une exoplanète géante	70
1.38	Diagramme de scénarios possibles pour expliquer la variabilité	71
1.39	Évolution de la courbe de lumière d'une naine brune variable	72
1.40	Période de rotation des exoplanètes et naines brunes	73
2.1	Most probable associations	85
2.2	Properties of the sample	86
2.3	Observing Strategy	97
2.4	Color-magnitude diagram for the field of a typical target	98
2.5	Detection limits	109
2.6	Fraction of the field unavailable for detection	111
2.7	Completeness map for the star GU Psc	114
2.8	Completeness map for the entire survey	115
2.9	Mean probability of detection vs semi-major axis	116
2.10	Probability density function for the frequency of stars with ≥ 1 companion . .	119

3.1	Gemini-South/GMOS and CFHT/WIRCam image of GU Psc	138
3.2	Keck Adaptive Optics H and K -band images of GU Psc b	141
3.3	GU Psc ESPaDOnS optical spectrum	146
3.4	Constraints on the presence of another companion around GU Psc A	149
3.5	Proper motion in declination and right ascension for all objects in GU Psc field	152
3.6	GU Psc b SED with that of standards and binary objects	155
3.7	Goodness-of-fit maps for the two atmosphere models	159
3.8	GU Psc b SED with atmosphere models best fit	161
3.9	GU Psc b SED with atmosphere models best fit - various f_{sed} and K_{zz}	162
3.10	Masses and ages of various low-mass companions	169
4.1	GU Psc b field in J band	189
4.2	Variation of external parameters - 2014 October 11	190
4.3	Raw lightcurves for GU Psc b, comp. and ref. stars - 2014 October 11	192
4.4	PCA retained - 2014 October 11	194
4.5	Result of the auto-correlation analysis	195
4.6	Model fit for GU Psc b	197
4.7	MCMC corner plot	200
4.8	Detrended light curves and model for GU Psc b and the 7 comparison stars . .	201
4.9	Result of the BIC analysis	203
4.10	Variation of external parameters - 2013 Dec 22 and 2014 Oct 10	208
4.11	Raw lightcurves - 2013 Dec 22 and 2014 Oct 10	209
4.12	PCA retained - 2013 Dec 22 and 2014 Oct 10	210

Liste des tableaux

1.1	Compagnons détectés par imagerie directe (masse $< 13 M_{\text{Jup}}$), Bowler (2016) . . .	37
1.2	Relevés en imagerie directe	48
1.3	Associations cinématiques jeunes dans le voisinage solaire	55
2.1	Target Sample Properties	88
2.2	Sample Age and Distance	91
3	Observing Log	99
2.4	Summary of individual target observations	101
2.5	5- σ Detection limits	110
3.1	Properties of the GU Psc System	135
3.2	Radial Velocity and Projected Rotational Velocity of GU Psc A	144
3.3	Age Estimate of the GU Psc System	146
3.4	Spectral Indices for GU Psc b	156
3.5	Evolutionary Model Derived Physical Properties of GU Psc b	165
4.1	Observation Log	188
4.2	Selected Reference Stars	191
4.3	Model Parameters from MCMC analysis - 2014 October 11	199

Liste des abbréviations

2MASS Two Microns All Sky Survey

BANYAN Bayesian Analysis for Nearby Young AssociatioNs

CFHT Canada-France-Hawaii Telescope

CIA Absorption Induite par Collisions (*Collision-Induced Absorption*)

GMOS Gemini Multi-Object Spectrographs

GNIRS Gemini Near-InfraRed Spectrograph

GPI Gemini Planet Imager

HST Hubble Space Telescope

JWST James Webb Space Telescope

K Kelvin

$\log g$ Logarithme de la gravité de surface

M_{Jup} Masse de Jupiter ($\sim 1.898 \times 10^{27}$ kg)

PSYM-WIDE Planet Search around Young-associations M dwarfs

R_{Jup} Rayon de Jupiter ($\sim 69\,911$ km)

SPHERE Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet REsearch

SPIRou Spectro-Polarimètre Infra-Rouge

T_{eff} Température effective

T_{eq} Température d'équilibre

au, AU Unité astronomique

VLT Very Large Telescope

WEIRD Wide orbit Exoplanet search with InfraRed Direct imaging

WISE Wide-field Infrared Survey Explorer

Somewhere, something incredible is waiting to be known

Attribué à l'astronome américain Carl Sagan

Aux Jules

Remerciements

Je voudrais remercier d'abord mes directeurs, René et Étienne, sans qui cette thèse n'aurait jamais vu le jour. Il m'importe aussi de remercier du fond du coeur tous ceux qui ont participé de près ou de loin aux projets présentés ici: Loïc, Lison, Jonathan, David, Jason, Julien, Sandie, Anne, Frédérique et plusieurs collaborateurs éparpillés un peu partout dans le monde.

Un merci spécial aussi à toute l'équipe de l'institut de recherche sur les exoplanètes (iREx), des gens très humains, dont j'admire l'intelligence et qui partagent ma passion pour les exoplanètes et l'astrobiologie. Un merci tout spécial à Olivier. Je suis très reconnaissante envers les organismes de financement qui m'ont soutenue tout au long de mes études, notamment le CRSNG, le FRQNT, et la Fondation J. Armand Bombardier. Merci aux professeurs, chercheurs et autres employés du département qui m'ont soutenue, accompagnée et inspirée tout au long de ce long parcours. Une pensée spéciale pour toi, Robert, qui a donné du souffle à ma passion pour l'astrobiologie dès le tout début, et pour toi, Francois, qui a cru en moi dès le départ. Un merci spécial aux filles du F-423 et aux autres étudiant(e)s du groupe, qui ont été un support moral indispensable: Marie-Michèle, Marilyn, Cassandra, Amélie, Lison, Sandie, Francois, Julie, Myriam, Antoine et les autres.

Merci à ma famille et mes amis pour avoir été des fans finis. Vos encouragements ont été de puissants moteurs dans les moments les plus difficiles. Évidemment, merci tout particulier à mes parents. Je transporte avec moi le bagage extrêmement riche que vous m'avez transmis. Vos précieux enseignements me suivent depuis le début et m'ont permis aujourd'hui de réaliser cet ambitieux projet. Finalement, merci à mon mari et à mon fils, l'étoile double autour de laquelle je gravite. Vous êtes mes raisons de vivre, mes petits soleils à moi.

Chapitre 1

Introduction

1.1 Mise en contexte: les exoplanètes

On estime qu'environ 30 des 221 sessions de l'édition de janvier 2016 de la conférence biennale de l'American Astronomical Society (AAS) portaient directement sur les exoplanètes¹. Cela montre à quel point ce sujet est devenu, en une vingtaine d'années, une branche très effervescente de l'astrophysique. Au début des années 90, personne ne pouvait affirmer qu'il y avait des planètes autour d'autres étoiles que le Soleil. La raison est bien simple: du point de vue de la Terre, la lumière d'une planète extrasolaire - ou exoplanète - est complètement noyée par celle de son étoile hôte. Malgré tout, dans les années 1990, différentes méthodes ont été développées pour contourner ce problème. L'existence d'exoplanètes a été confirmée d'abord en 1992, autour d'un pulsar (Wolszczan & Frail 1992), puis, en 1995, autour d'une étoile similaire au Soleil nommée 51 Peg (Mayor & Queloz 1995). On nomme cette dernière 51 Peg b, la convention de nomenclature pour les exoplanètes étant d'ajouter une lettre au nom de l'étoile hôte, « b » pour la première planète détectée dans le système, puis « c », « d », etc. Depuis ces premières confirmations, les détections s'enchaînent à un rythme qui s'accélère à mesure que les instruments se développent et que les différentes méthodes de détection se raffinent. La Figure 1.1 montre le nombre d'exoplanètes détectées par année et par méthode de détection. Aujourd'hui, on connaît plus de trois mille exoplanètes dans le voisinage solaire. Plusieurs

1. R. T. Fienberg (Press Officer / Education & Outreach Coordinator, AAS), communication personnelle.

sources recensent les exoplanètes connues et de leurs propriétés. Par exemple, *The Extrasolar Planets Encyclopaedia* (exoplanet.eu, Schneider et al. 2011), le *NASA's Exoplanet Archive* (exoplanetarchive.ipac.caltech.edu, Akeson et al. 2013) ou l'*Exoplanet Orbit Database et Exoplanet Data Explorer* (exoplanets.org, Wright et al. 2011). La diversité étonnante de ces dernières a stimulé une réflexion profonde sur la définition même du terme (exo)planète. L'Union Astronomique Internationale (IAU) a adopté la définition de travail suivante: une exoplanète est un corps céleste²

1. en orbite autour d'une étoile (le Soleil, pour les planètes du Système solaire) ou d'un rémanent stellaire (pulsar, naine blanche),
2. assez massif pour que son auto-gravité lui confère une forme sphérique,
3. ayant dégagé son orbite d'autres objets (c'est ce qui fait passer Pluton de « planète » à « planète naine » en 2006),
4. de masse inférieure à la masse minimale pour amorcer le brûlage du deutérium ($\sim 13 M_{\text{Jup}}$), peu importe son mode de formation. Au-delà de $13 M_{\text{Jup}}$ et jusqu'à environ $80 M_{\text{Jup}}$ (la masse minimale pour brûler de l'hydrogène) on parle de « naine brune ».

Cette dernière distinction entre planète et naine brune, établie selon la *masse*, est d'ordre pratique: il est (relativement) aisé de déterminer la masse d'un corps. Cependant, d'un point de vue strictement théorique, il serait probablement plus juste de tenir aussi compte du *mode de formation* et des *compositions et structures internes* qui en résultent. Les naines brunes (et probablement certains compagnons lointains) se forment par effondrement gravitationnel (voir section 1.2.1), de manière similaire aux étoiles, et possèdent une fraction faible de métaux. Par opposition, les planètes formées dans un disque circumstellaire ont un enrichissement important en métaux (Chabrier et al. 2010). Des compagnons, qui selon toute vraisemblance ont été formés dans le disque de leur étoile, ont été détectés à des masses supérieures à $13 M_{\text{Jup}}$. Pour ces objets, il y a un minimum dans la distribution de masse à $\sim 30 M_{\text{Jup}}$ (Santos et al. 2002), ce qui pourrait constituer une masse maximale pour se former dans un disque. C'est d'ailleurs la masse maximale des « planètes » listées dans l'encyclopédie de Schneider et al.

2. Résolution B5, http://www.iau.org/static/resolutions/Resolution_GA26-5-6.pdf et position du Groupe de travail sur les planètes extrasolaires de l'IAU (Working Group on Extrasolar Planets, WFE GP), Boss et al. (2007).

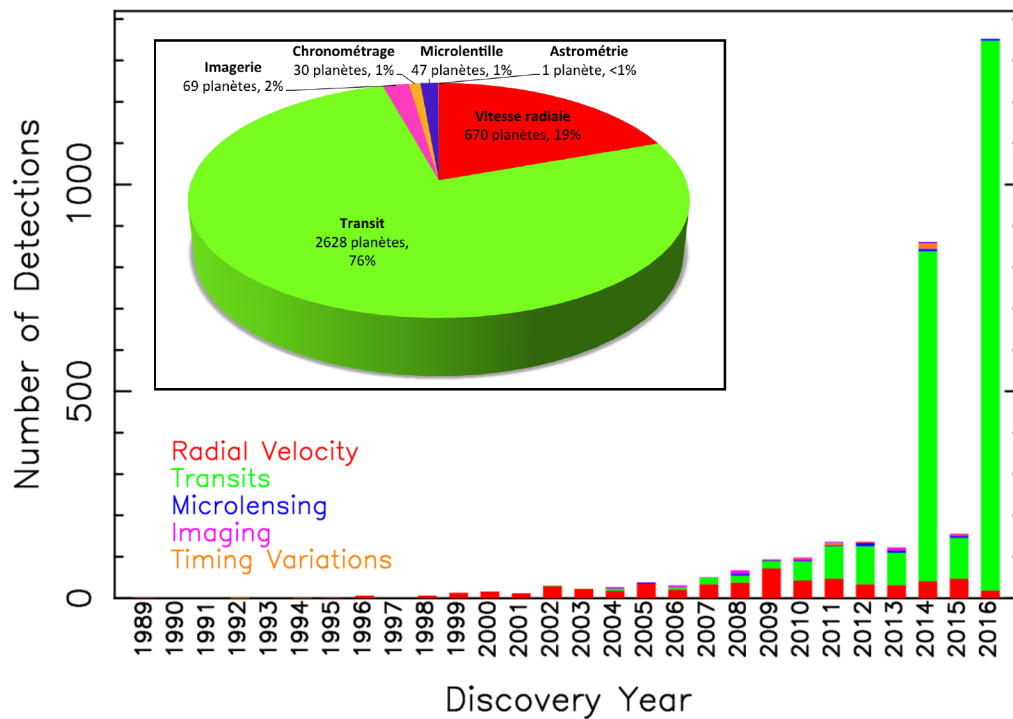


FIGURE 1.1 Nombre de planètes détectées pour chaque méthode, par année, pour les 3285 planètes confirmées dans le NASA Exoplanet Archive le 23 juin 2016. Le très grand nombre de planètes détectées par transit dans les dernières années provient du télescope spatial Kepler, qui a détecté à lui seul plus de 2000 planètes depuis sa mise en orbite en 2009. Figure disponible à <http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/exoplanetplots/>. **En encadré**, nombre et pourcentage de planètes trouvées pour chaque méthode pour les 3443 exoplanètes listées sur The Extrasolar Planets Encyclopaedia le 5 juillet 2016.

(2011) (exoplanet.eu). D'autre part, des objets individuels, sans étoile hôte et avec une masse inférieure à $13 M_{\text{Jup}}$ ont aussi été détectés (par exemple, SDSS J111010.01+011613.1, Gagné et al. 2015a ou PSO J318.5-22, Liu et al. 2013). Bien que plusieurs de ces *planemos*³ ont probablement été formés dans des disques protoplanétaires et ensuite éjectées, il est raisonnable de croire que d'autres se sont formés indépendamment par effondrement, comme des naines brunes ou des étoiles. Des observations récentes de OTS 44, un planemo d'environ $12 M_{\text{Jup}}$ et possédant un disque d'accrétion, confirment l'idée que des objets sous la limite de $13 M_{\text{Jup}}$ peuvent se former « comme des étoiles » (Joergens et al. 2013). En théorie, des objets aussi peu massifs que quelques masses de Jupiter pourraient se former ainsi (Bate 2009; Caballero et al. 2007; Boyd & Whitworth 2005). Il y aurait donc une plage de masses de part et d'autre de la limite de $13 M_{\text{Jup}}$ où l'on trouve des objets formés par l'un ou l'autre des mécanismes.

L'étude des exoplanètes a comme principaux objectifs d'établir un panorama complet des types d'exoplanètes et de systèmes exoplanétaires qui existent, et de comprendre comment ces systèmes se forment et évoluent. Une motivation sous-jacente et fondamentale est de déterminer s'il existe des planètes semblables à la Terre, et plus spécifiquement des planètes propices à la vie. L'étude des exoplanètes comprend deux volets observationnels principaux. Le premier consiste à *détecter* les planètes, grâce aux techniques présentées dans la section 1.3, notamment la technique d'imagerie directe. Les principaux résultats observationnels à ce jour, avec un accent sur les exoplanètes géantes à grande séparation autour d'étoiles jeunes de faible masse - l'objet de la présente thèse - sont présentés dans la section 1.4. Le deuxième volet est la *caractérisation* des exoplanètes, qui consiste à déterminer, au-delà des informations obtenues par la détection, les différentes caractéristiques physiques comme la masse, le rayon, la température, la composition de l'intérieur et de l'atmosphère, etc. Ce sujet est abordé dans la section 1.5 pour les planètes détectées par imagerie directe. Ces deux volets se basent fortement sur des *aspects théoriques* et permettent à leur tour de consolider la science des exoplanètes, dont les bases seront présentées dans la section 1.2. Les aspects propres à ce doctorat seront abordés dans la dernière section.

3. Le terme planemo, de l'anglais *Free-floating PLANetary-Mass Objects*, et suggéré en 2003 par l'astronome Gibor Basri, sera adopté ici pour nommer ces objets libres de masse planétaire. Plusieurs autres termes, comme « sous-naines brunes » (*sub-brown dwarfs*), « planètes flottantes » (*free-floating planets*), « planètes vagabondes » (*rogue planets*) ou « naines brunes de masse planétaire », sont aussi utilisés.

1.2 Aspects théoriques

Les fondements de la science des exoplanètes, qui inclut entre autres la formation, l'évolution ainsi que les propriétés physiques de l'intérieur et de l'atmosphère de ces corps célestes, ont été développés bien avant la détection des premières exoplanètes, s'inspirant des connaissances acquises sur les étoiles de faible masse, les naines brunes, ainsi que les planètes et satellites du Système solaire. La découverte d'exoplanètes aux propriétés variées a permis de mettre en contexte ce savoir, de le corriger et de le mettre à jour.

1.2.1 Formation et évolution d'une planète

1.2.1.1 Mécanismes de formation

Les planètes se forment parallèlement à l'étoile, au sein du disque « protoplanétaire » formé autour de cette dernière lors de l'effondrement gravitationnel du nuage moléculaire. Ce disque, formé essentiellement de gaz (hydrogène et hélium), mais aussi de substances volatiles⁴ (*glaces*) et de matériaux réfractaires⁵ (*poussières/roches*), présente un gradient de température. Près de l'étoile, la température est si élevée que seuls les gaz subsistent. Un peu plus loin, la température diminue et permet aux substances rocheuses et métalliques d'être sous forme solide. Éventuellement, au-delà d'une certaine distance, qui augmente avec la température de l'étoile (entre ~ 1.5 -3 au⁶ dans le Système solaire; Lecar et al. 2006) et qu'on appelle « ligne des glaces » (*snow line*), l'eau et les autres substances volatiles se condensent sur les grains de poussière.

Pour former des planètes, il faut d'abord que les grains de poussière de la nébuleuse, d'une taille caractéristique de l'ordre de $1 - 10 \mu\text{m}$, se sédimentent dans le plan du disque. Ensuite s'amorce la formation, par collisions et agrégation, d'objets rocheux plus gros ($0.01 - 10 \text{ m}$). Des collisions subséquentes entre ces objets rocheux permettent la formation de planétésimaux,

4. Des substances dites « volatiles » ont une température de condensation basse, entre ~ 10 et 200 K (par exemple l'eau, H_2O , le méthane, CH_4 , l'ammoniac, NH_3 , le monoxyde de carbone, CO ou le dioxyde de carbone, CO_2). Le terme « glaces » est souvent utilisé pour parler de ces substances, même (contrairement à l'usage courant) lorsqu'elles ne sont pas dans une phase solide ou à faible température.

5. Les substances « réfractaires » ont une température de condensation élevée, de plusieurs centaines de kelvins (K) au minimum. C'est le cas des silicates et des métaux, comme le fer ou le nickel

6. Une unité astronomique (ua) correspond à la distance moyenne Terre-Soleil, soit $\sim 1.5 \times 10^8 \text{ km}$.

des objets qui sont maintenus par leur propre gravité et qui ont une taille de l'ordre du kilomètre. La force gravitationnelle s'exerçant entre ces objets est alors assez importante pour les amener à dévier de leur trajectoire képlérienne et à entrer en collision. S'en suit une phase d'accrétion très rapide (*runaway accretion*) qui permet la formation d'objets d'environ 100 km de diamètre, appelés embryons planétaires. Dans une deuxième phase d'accrétion (dite *oligarchique*), les plus gros embryons (appelés *oligarques*) grossissent en accrétant par collision tous les planétésimaux de leur entourage. Les protoplanètes résultantes atteignent quelques milliers de kilomètres de diamètre. À l'intérieur de la ligne des glaces, les protoplanètes forment finalement, par collision et accrétion, une poignée de *planètes terrestres*.

Pour former des *planètes géantes* au sein du disque circumstellaire, deux théories principales existent (voir Figure 1.2, a et b). Dans le cas de la formation par *accrétion séquentielle* (*Core accretion*; Safronov 1972; Pollack et al. 1996; Figure 1.2 a), le processus se déroule au-delà de la ligne des glaces, où il y a une abondance de matériaux solides (les matériaux volatils condensés s'ajoutent aux matériaux rocheux/métalliques). Cela permet la création rapide d'un coeur solide de roches et de glaces d'environ $5-10 M_{\oplus}$. Ce dernier, alors assez massif pour piéger des molécules de gaz, accrète rapidement une couche de gaz aux dépens de l'accrétion de planétésimaux, qui devient négligeable. Ce processus se termine lorsque la planète a consommé tout le contenu gazeux de son entourage, ou encore lorsque le disque de gaz entourant l'étoile se dissipe. Si une quantité importante de gaz a été accrétée, une géante gazeuse est formée, mais si le disque se dissipe ou qu'il manque de gaz avant qu'une accrétion importante de gaz se soit effectuée, la planète créée peut être une géante glacée (*ice giant*) similaire à Neptune ou Uranus, dominée par les composés volatils.

Cette théorie permet d'expliquer plusieurs caractéristiques observées des planètes du Système solaire et des exoplanètes (certaines étant présentées plus loin à la section 1.4), comme l'enrichissement en métaux de Jupiter et Saturne par rapport au Soleil, une corrélation entre la présence de planètes géantes et la métallicité du disque, le petit nombre de planètes à grande séparation ($\gtrsim 50-100$ au), là où la densité du disque est faible. Une difficulté avec cette théorie est que la durée de formation de la planète est du même ordre de grandeur (quelques millions d'années) que le temps de vie typique du disque de gaz et de poussières qui alimente la

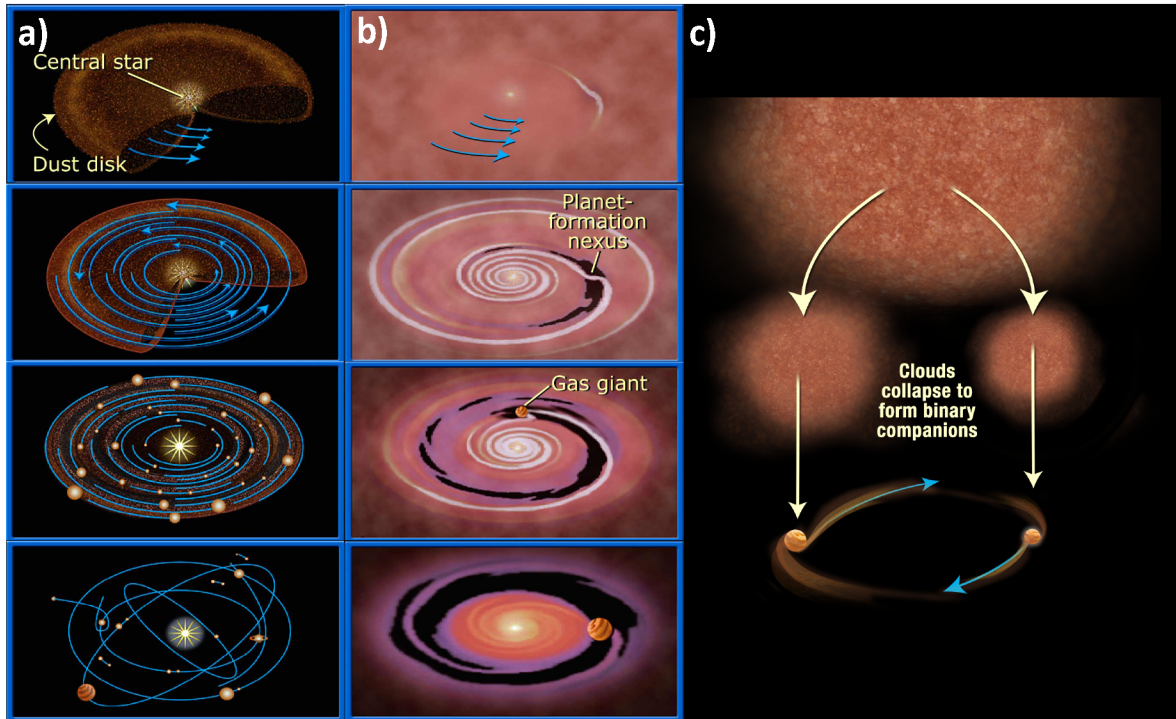


FIGURE 1.2 Mécanismes possibles de formation de compagnons planétaires. **a)** Dans un disque, par *accrétion séquentielle*, les grains de poussière s'agglutinent et deviennent des planétésimaux, des embryons, puis des protoplanètes (première et deuxième images). Les planètes géantes accrètent ensuite du gaz (troisième image). Les interactions entre les planètes peuvent entraîner des migrations et des éjections (quatrième image). **b)** Dans un disque, par *instabilité gravitationnelle*: une région instable s'effondre pour former une protoplanète. **c)** Par la *contraction d'un nuage moléculaire qui se fragmente*, comme une naine brune ou une étoile. Figures adaptées de NASA, ESA and A. Feild (STScI).

formation (Haisch et al. 2001; Jayawardhana et al. 2006). À cause de cela, notamment, il est très difficile d’expliquer la présence de planètes à grande distance ($\gtrsim 15\text{-}20$ au), où la densité de surface de matière solide est beaucoup plus faible et la formation trop lente par rapport à la durée de vie du disque (Pollack et al. 1996; Ida & Lin 2004). Un autre défi est d’expliquer la présence des « jupiters chauds » (*hot jupiters*)⁷, où la grande température prohibe toute formation *in situ* par cette méthode. La grande excentricité de certaines planètes détectées semble aussi difficile à expliquer par ce processus. Finalement, il semble difficile de former les planètes les plus massives ($\gtrsim 6 M_{\text{Jup}}$, Matsuo et al. 2007) et les plus éloignées avec ce mécanisme.

Tous ces aspects ont rendu le concept de *migration planétaire* essentiel. Plusieurs mécanismes sont possibles pour permettre aux planètes de se déplacer substantiellement à différentes époques entre le début de leur formation et le moment où le système atteint une certaine stabilité. D’abord, une planète peut migrer suite à son interaction avec le disque gazeux, tant que ce dernier n’est pas dissipé (voir Figure 1.3). Selon la masse de la planète et les caractéristiques du disque à l’endroit où elle se forme, on distingue au moins deux types de migration. Les corps peu massifs par rapport au disque ($\sim 0.1\text{-}10 M_{\oplus}$) peuvent expérimenter une migration de *type I*: puisqu’ils vont moins vite que les particules de gaz situées plus près de l’étoile et plus vite que celles situées plus loin, un transfert net de moment cinétique se fait des particules intérieures vers la planète, et de la planète vers les particules extérieures, ce qui, globalement, entraîne une migration de la planète par rapport au disque, généralement vers l’intérieur (Figure 1.3 a). Les corps plus massifs peuvent subir une migration dite de *type II*: ayant dégagé un sillon dépourvu de matière dans le disque, ils sont entraînés vers l’intérieur par ce dernier qui, à la suite des pertes d’énergie dues à des turbulences internes, se contracte (Figure 1.3 b). Dans les régions les plus extérieures du disque, le mouvement pourrait aussi se faire vers l’extérieur. Des déplacements peuvent aussi résulter d’interactions gravitationnelles entre les planètes formées, ou à cause de l’effet d’un compagnon stellaire ou naine brune, ou du

7. Les jupiters chauds sont des planètes de masse semblable ou supérieure à celle de Jupiter ($\gtrsim 0.5 M_{\text{Jup}}$), qui orbitent très près de leur étoile, à une distance $\lesssim 0.1$ au (ou période d’ ~ 10 jours) de leur étoile. Les plus proches, à quelques centièmes d’unité astronomique - ou quelques jours de période -, sont parfois à des distances équivalentes à quelques fois le rayon de l’étoile hôte seulement!). La première planète détectée autour d’une étoile de la séquence principale en 1995, 51 Peg b est d’ailleurs un jupiter chaud (Mayor & Queloz 1995)

passage proche d'un autre système stellaire. Ces interactions peuvent considérablement modifier le système, éjectant des planètes à de grandes séparations angulaires et/ou augmentant l'excentricité, jusqu'à l'atteinte d'une configuration relativement stable (Ford 2014).

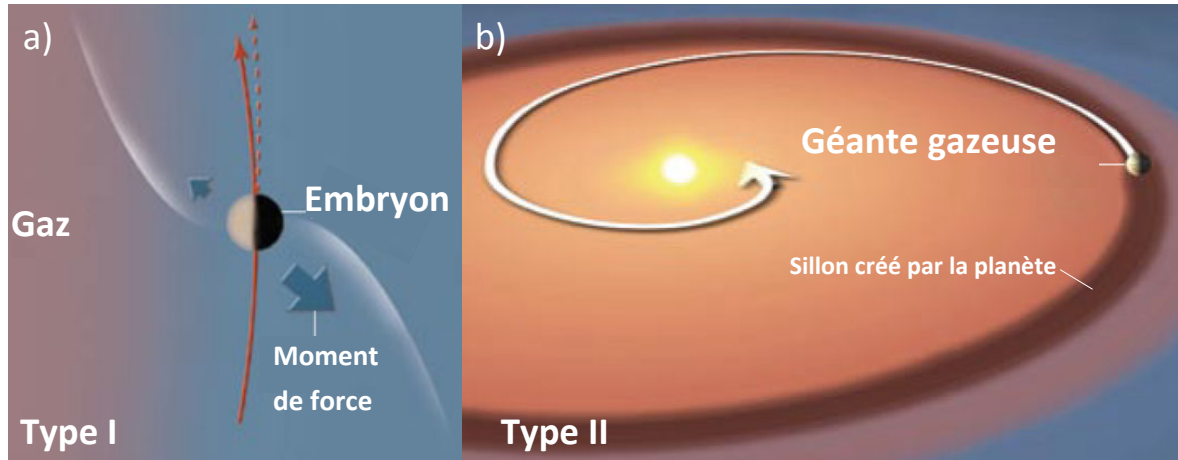


FIGURE 1.3 Deux types de migration causée par l'interaction entre la planète et le disque. **a)** Type I: l'interaction d'un corps peu massif avec le gaz entraîne sa migration. **b)** Type II: les planètes assez massives pour créer un sillon dans le disque sont emportées par la contraction de ce dernier. Figure adaptée de Lin & Dixon (2009).

Une seconde théorie pour expliquer la formation des planètes géantes dans un disque circumstellaire est l'*instabilité gravitationnelle du disque* (*disk gravitational instability*) (Figure 1.2 b). Cette théorie permet de créer très rapidement (<0.1 Ma) des planètes géantes (Boss 2003). Dans le disque, une perturbation gravitationnelle provoquerait l'instabilité de ce dernier, en créant des perturbations en forme de bras spiraux (Figure 1.2 b, 1^{ère} image en haut). La couche de poussière et de gaz du plan du disque pourrait alors atteindre localement une densité assez importante pour se fragmenter et former un objet maintenu par sa propre gravité, une protoplanète (Figure 1.2 b, 2^{ème} image à partir du haut). Cette théorie n'explique vraisemblablement pas la majorité des planètes observées: un des problèmes est qu'il semble difficile, dans un disque typique, d'atteindre les conditions nécessaires pour que la fragmentation se fasse, principalement proche de l'étoile. Un autre problème est qu'elle n'explique pas l'enrichissement en métaux des planètes géantes, qui est observé dans notre Système solaire pour Jupiter et Saturne (Saumon et al. 1995). Par contre, elle serait favorisée pour des disques très massifs, et à de grandes distances (plus de quelques dizaines, voir centaines d'unités as-

tronomiques; Rafikov 2005). Cette méthode serait donc peut-être privilégiée pour les planètes très massives à grande séparation (principalement détectées par imagerie) pour lesquelles la formation par accréation séquentielle semble peu probable.

Au-delà d'une centaine d'unités astronomiques, toutefois, la distance semble trop grande pour s'expliquer par une formation dans le disque. Une alternative pour ces compagnons de masse planétaire serait d'avoir été formés par la *contraction directe d'un nuage moléculaire* qui se fragmente, en même temps que l'étoile hôte (Figure 1.2 c). On pourrait alors argumenter que cet objet, même s'il a une masse inférieure à $\sim 13 M_{\text{Jup}}$, est une naine brune parce qu'il n'a pas été formé dans le disque protoplanétaire. Ces objets très massifs à grande séparation ont aussi motivé l'étude de mécanismes alternatifs de formation, comme l'éjection d'un système comprenant plusieurs composantes (Bate et al. 2003; Stamatellos & Whitworth 2009), ou la capture de l'objet de masse planétaire (Perets & Kouwenhoven 2012). Pour certains objets, aucun mécanisme ne semble encore favorisé.

1.2.1.2 Évolution d'une planète

Dans les dernières étapes de la formation planétaire, les composés de densité plus élevée « coulent » vers le fond et les plus légers remontent en surface dans un processus de différenciation. Contrairement aux étoiles, les planètes n'ont pas une masse suffisante pour déclencher des réactions nucléaires en leur coeur, et se refroidissent donc tout au long de leur vie. Pour déterminer la masse d'une planète, en plus de la température, il faut connaître son âge. Des *modèles évolutifs* (ou de refroidissement, notamment ceux de Baraffe et al. 2003; Burrows et al. 1997, 2003 ou Fortney et al. 2008 ou Spiegel & Burrows 2012), prédisent le changement dans le temps et la relation entre les propriétés physiques de la planète: luminosité bolométrique (i.e. lumière totale émise à toutes les longueurs d'onde, L_{bol}), température effective (T_{eff})⁸, gravité de surface ($\log g$), âge, rayon (R_p) et masse (M_p).

8. La température effective T_{eff} correspond à la température qu'aurait un corps noir qui émettrait le même flux total que la planète, i.e. $F_{\text{bol},p} = \sigma T_{\text{eff}}^4$. Une autre mesure de la température qui est souvent utilisée est la température d'équilibre T_{eq} . C'est la température qu'aurait une planète qui recevrait la même quantité de flux qu'elle en réémet $T_{\text{eq}} \sim (f(1-A))^{1/4} T_{\text{eff},\star} (R_\star/2a_p)^{1/2}$, où f qualifie l'efficacité de la circulation, A est l'albédo de la planète et a_p le demi-grand axe de son orbite. Pour une planète qui possède une source d'énergie interne non négligeable (comme Jupiter, Saturne ou Neptune, qui possèdent une énergie gravitationnelle), la T_{eff} est plus élevée que la T_{eq} , sinon, $T_{\text{eq}} = T_{\text{eff}}$.

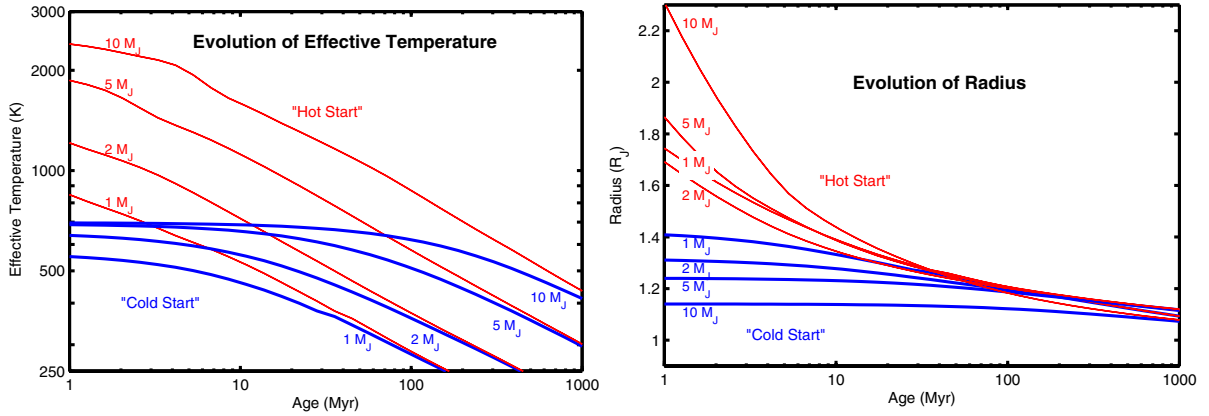


FIGURE 1.4 Courbes d'évolution pour **à gauche** la température effective et **à droite** le rayon. Deux types de modèles sont montrés. Les modèles qualifiés de *hot start* sont les modèles qui supposent la contraction à partir d'une sphère arbitrairement grande, et sont appropriés pour des objets qui se forment par la contraction d'un nuage moléculaire. Les modèles *cold start* utilisent un état initial plus réaliste pour une planète formée dans un disque protoplanétaire par accrétion séquentielle. Figures tirées de (Spiegel & Burrows 2012)

La Figure 1.4 montre comment la température (a) et le rayon (b) d'objet de différentes masses diminuent dans le temps, selon les modèles de Spiegel & Burrows (2012). Un objet jeune, dont la contraction n'est pas terminée, a un rayon gonflé par rapport à celui qu'il atteindra à ~ 1 Ga, et donc une gravité de surface, $g = GM_p/R_p^2$, plus faible. La luminosité bolométrique, donnée par $L_{bol} = 4\pi R_p^2 \sigma T_{eff}^4$ est donc d'autant plus élevée qu'un objet est chaud, massif et jeune. Les modèles traditionnels, dits de « départ chaud » (*hot start*) (Burrows et al. 2001; Baraffe et al. 2003) considèrent comme point de départ une sphère adiabatique, sans rotation, chaude et arbitrairement grosse (en rouge sur la Figure 1.4). Des modèles plus récents (Hubickyj et al. 2005; Marley et al. 2007; Fortney et al. 2008; Spiegel & Burrows 2012, montrés en bleu sur la Figure 1.4), prévoient un départ beaucoup moins chaud. Ces derniers modèles sont plus adaptés à des planètes typiques, formées par accrétion séquentielle, où le coeur solide accrete du gaz refroidi provenant du disque d'accrétion. La différence entre ces modèles est très importante à de jeunes âges, puis les prédictions se rejoignent, plus ou moins rapidement selon la masse de l'objet. Par exemple pour un objet de $10 M_{Jup}$, la température effective est essentiellement la même, peu importe le modèle utilisé, à des âges de quelques centaines de millions d'années. Ces nouveaux modèles ont d'importantes conséquences pour la détection par imagerie directe, qui exploite justement la plus grande luminosité des planètes

jeunes (voir sous-section 1.3.2).

1.2.2 Types de planètes et composition

Selon l’histoire de la formation et les propriétés du disque dont elle est issue, une planète possède une masse plus ou moins importante, et une composition comprenant une fraction donnée de roches, glaces et gaz. Les planètes ont une structure en oignon avec des couches distinctes (Figure 1.5) et une densité globale conséquente. De manière observationnelle, il est possible de déterminer cette dernière pour les planètes qui peuvent être observées à la fois par la méthode de vitesse radiale, qui permet de déterminer la masse maximale (voir sous-section 1.3.1.1) et la méthode de transit, qui donne le rayon (voir sous-section 1.3.1.2). La Figure 1.6 montre, dans un graphique qui présente le rayon en fonction de la masse, des courbes de densité constante qui ont une composition donnée, avec quelques unes de ces planètes pour lesquelles la densité moyenne est connue.

On distingue deux types principaux de planètes, selon la structure et la composition: les planètes géantes et les planètes terrestres. Les premières ont une masse élevée ($\gtrsim 10 M_{\oplus}$), comprennent un coeur de roches, métaux et glaces d’environ $10 M_{\oplus}$ et une atmosphère de gaz (H_2/He). Chez les planètes géantes, on distingue d’abord les *planètes géantes gazeuses* (*gas giants*, Figure 1.5 a), comme Jupiter ou Saturne, qui comprennent, entre le coeur et l’atmosphère, une couche d’hydrogène métallique liquide. Ces dernières, qu’on appelle souvent des *jupiters*, ont les densités les plus faibles (e.g. 1.3 g/cm^3 pour Jupiter et 0.69 g/cm^3 pour Saturne) car elles sont composées à $\sim 90\%$ de gaz. Un second type de planètes géantes, les *planètes géantes « de glace »* (*ice giants*, Figure 1.5 b), comme Uranus ou Neptune (parfois appelées des *neptunes*), ont généralement une masse $< 30 M_{\oplus}$, et possèdent une enveloppe de composés volatils sous leur atmosphère. Leur fraction finale de gaz est beaucoup moins élevée que celle des géantes gazeuses ($\sim 20\%$) et leur densité est donc généralement plus élevée (1.27 g/cm^3 pour Uranus et 1.64 g/cm^3 pour Neptune). Les *planètes rocheuses*, semblables à la Terre, possèdent un coeur métallique plus ou moins gros entouré d’un manteau et d’une croûte rocheuse et ont une densité globale très élevée (e.g. $> 5 \text{ g/cm}^3$ pour la Terre et Vénus). L’atmosphère, lorsque présente, représente un pourcentage négligeable de la masse totale et

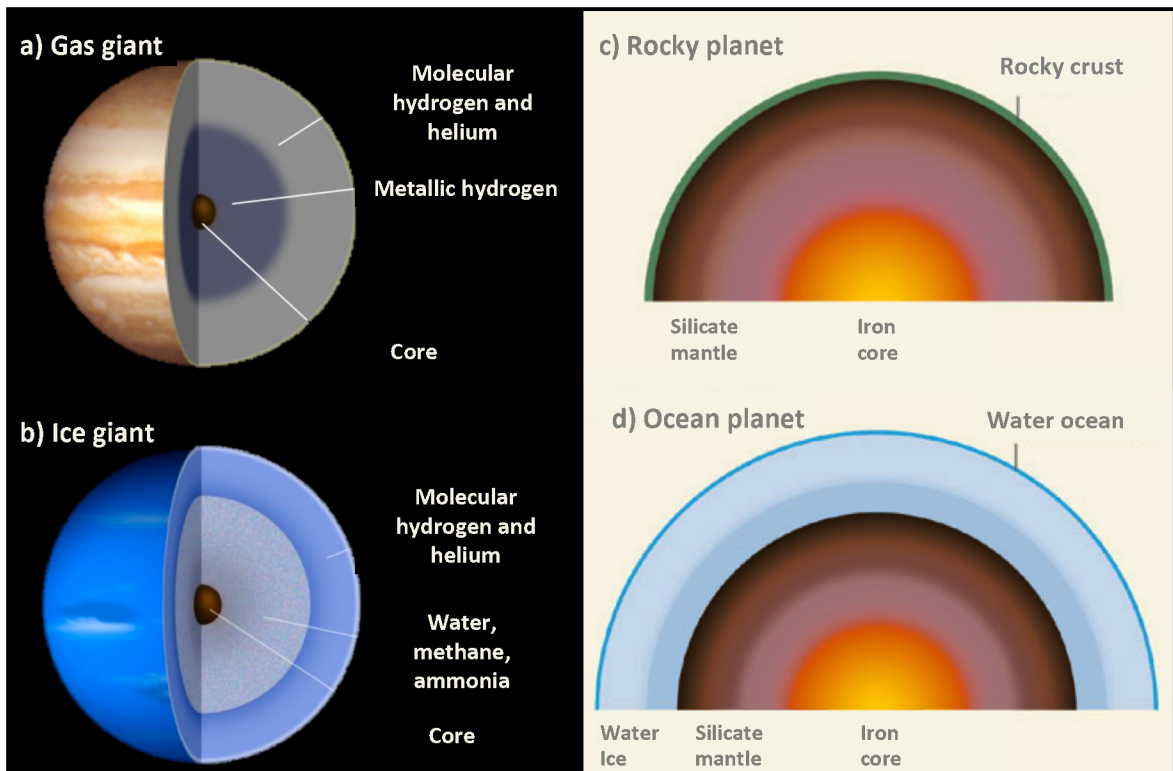


FIGURE 1.5 Structures internes pour **a)** une géante gazeuse comme Jupiter, **b)** une géante glacée comme Neptune, **c)** une planète rocheuse typique comme la Terre, et **d)** une hypothétique planète océan. Figures adaptées de Lunar and Planetary Institute (à gauche) et Sasselov (2008) (à droite).

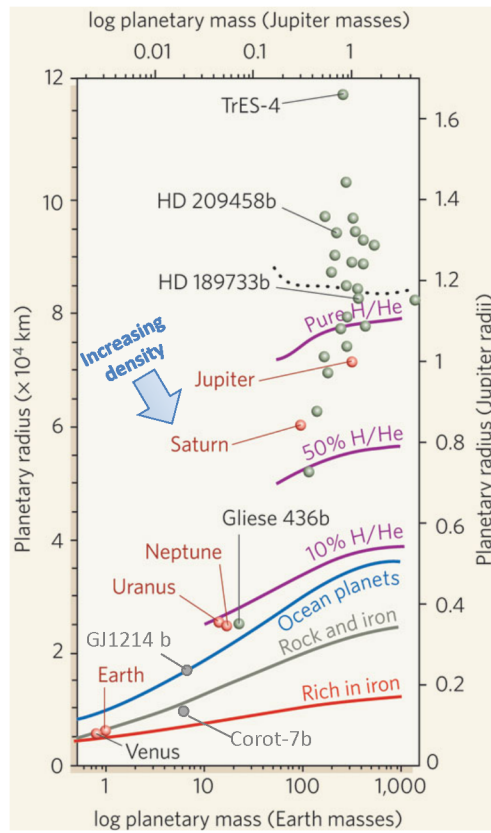


FIGURE 1.6 Quelques exoplanètes et planètes du Système solaire sur un graphique rayon vs masse. Superposées se trouvent des courbes iso-densité qui correspondent à des compositions variées, d'essentiellement rocheuse/métallique à des fractions de plus en plus élevées de gaz (hydrogène et hélium). Figure tirée de Sasselov (2008).

est parfois pratiquement inexistante.

Dans le Système solaire, il n'existe pas de planètes de masse intermédiaire entre les planètes terrestres les plus massives et les planètes géantes de glace. On trouve cependant une abondance d'exoplanètes dans cette gamme de masse/rayon ($\sim 1.5 - 10 M_{\oplus}$, $\sim 1.25 - 4 R_{\oplus}$, Fressin et al. 2013). Elles sont souvent appelées des *super-terres*, un terme qui prête à confusion, puisque bien qu'elles pourraient avoir une composition et une structure semblables à celle de la Terre (Figure 1.5 c), plusieurs autres scénarios semblent possibles. Par exemple, des planètes formées au-delà de la ligne des glaces pourraient avoir accumulé une fraction importante de volatils et être des *planètes océan* (Figure 1.5 d), pour lesquelles la croûte rocheuse est remplacée par une couche de glace d'eau, et possiblement d'eau liquide et de vapeur d'eau (Sasselov 2008). Si une couche suffisante de gaz a été accumulée, ces planètes peuvent aussi être des versions plus petites des géantes glacées (le terme *mini-neptunes* peut être utilisé, dans ce cas). Ces deux derniers types (planètes océan et mini-neptunes) peuvent être reconnus par leurs densités globales inférieures à celle d'une planète rocheuse « ordinaire », à rayon égal, étant donné la faible densité des substances volatiles et des gaz.

1.2.3 Atmosphère et propriétés spectrales

L'atmosphère d'un corps planétaire est définie grossièrement comme sa couche de gaz la plus externe. Pour l'étudier, la spectroscopie demeure un moyen privilégié. Les distributions d'énergie spectrale d'un Jupiter chaud et de plusieurs planètes du Système solaire sont montrés à la Figure 1.7. La lumière d'une planète est d'abord composée de la lumière qu'elle réfléchit de son étoile, dans le visible et le proche infrarouge (c'est ce qui nous permet de voir certaines planètes de notre Système solaire à l'œil nu). Le flux réfléchi est plus ou moins important selon la masse et la proximité de l'étoile hôte ainsi que l'albédo de la planète. À ce flux réfléchi s'ajoute la lumière que la planète émet elle-même. Les exoplanètes couvrent une vaste gamme de température effective, entre une centaine de K et près de 2000 K, selon le flux reçu de l'étoile, la masse, l'âge et la composition. Selon la loi de Wien ($\lambda_{max}[\mu\text{m}] = 2898/T_{\text{eff}}[\text{K}]$), le maximum du flux émis est donc dans l'infrarouge, entre $\sim 1 - 30 \mu\text{m}$ (voir Figure 1.7).

La forme réelle du spectre d'une planète diffère du spectre de corps noir; elle est affectée par

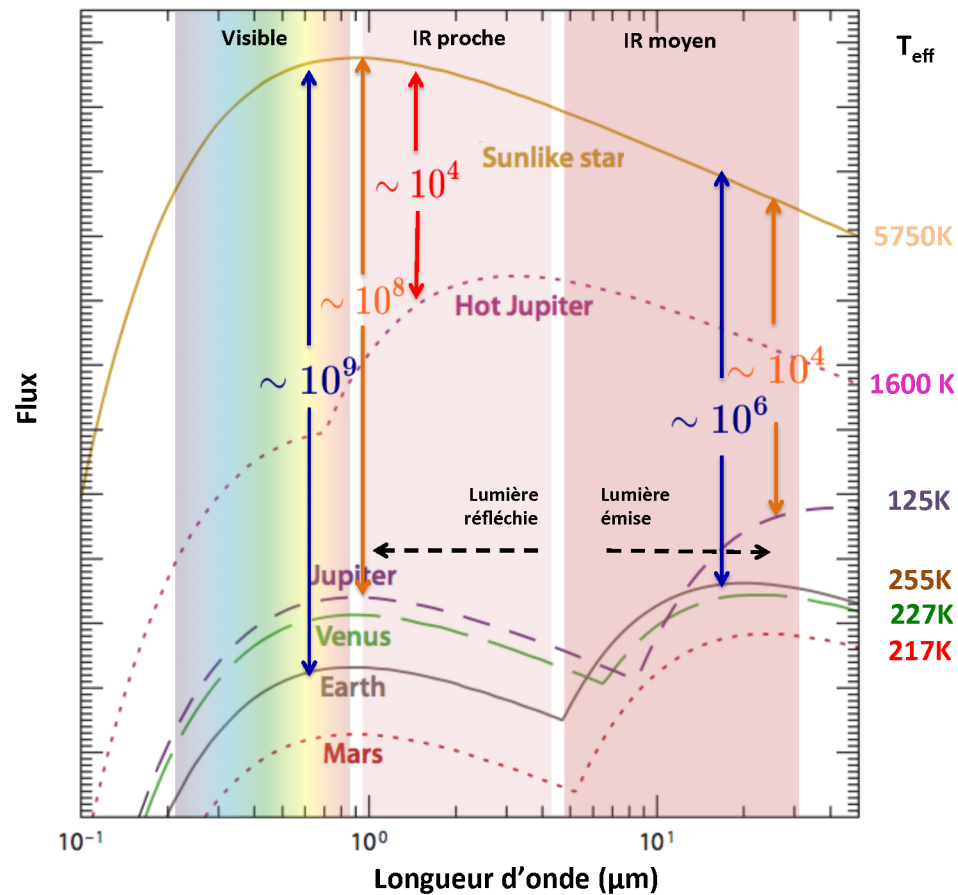


FIGURE 1.7 Spectres de « corps noir » du Soleil, de quelques planètes du Système solaire et d'un jupiter chaud typique ($T_{\text{eff}}=1600\text{ K}$, albédo $A = 0.05$). Les températures effectives sont indiquées. Pour chaque type de planète, le contraste entre le flux de l'étoile de type solaire illustré et le flux de la planète F_{\star}/F_p sont montrés. Par exemple, dans le visible, le rapport de flux entre le Soleil et la Terre atteint $F_{\star}/F_p = 10^9$. Dans l'infrarouge proche, pour un jupiter chaud, le rapport de flux est plus favorable, $F_{\star}/F_p = 10^4$. Figure adaptée de Seager & Deming (2010).

les molécules qui se trouvent dans son atmosphère. Pour les planètes géantes, l'atmosphère est, de manière similaire aux naines brunes et aux étoiles, principalement composée d'hydrogène moléculaire et l'hélium. Elle contient aussi d'autres éléments qui sont piégés dans une grande variété de molécules et qui contribuent de manière significative à sculpter le spectre de lumière. Les plus importants sont le carbone, qui se trouve principalement sous forme de méthane (CH_4) ou de monoxyde de carbone (CO); l'azote, sous forme d'ammoniac (NH_3) ou d'azote (N_2) et l'oxygène, principalement contenu dans les molécules d'eau (H_2O). Il peut aussi y avoir des métaux (par exemple le sodium, le potassium, le fer) et des silicates.

Les *modèles d'atmosphère* permettent de prédire, pour une grande variété de propriétés physiques et chimiques, l'allure de la distribution d'énergie spectrale d'un objet donné. La Figure 1.8a, montre l'évolution de la pression et de la température (profil de pression-température, P-T) de la surface (à basses pressions et faibles températures) aux couches plus profondes de l'atmosphère, où règnent températures et pressions plus élevées (modèles de Sudarsky et al. 2003). La Figure 1.8b montre des spectres théoriques pour des planètes de différentes températures effective (modèles de Fortney et al. 2008). Les profils et les spectres théoriques diffèrent pour des planètes de températures effectives différentes. Les gradients de température et de pression font que les composés les plus accrétés tels que le CH_4 , le NH_3 et l' H_2O demeurent plus haut, alors que les plus réfractaires (silicates, métaux) vont se poser plus bas, là où la température est plus élevée. En ignorant les effets hors équilibre (comme ceux dus à la photochimie lié au rayonnement UV de l'étoile), la densité d'un composé chimique peut être calculée à partir de la température et de la pression seulement.

Pour le carbone et l'azote, la Figure 1.8a montre aussi la courbe d'abondance à l'équilibre (courbes en tirets) pour les deux principales molécules sous lesquelles ces atomes se trouvent (CH_4/CO pour le carbone, NH_3/N_2 pour l'azote). Ainsi, à plus basse température, l'azote se trouve surtout sous forme de NH_3 gazeux, tandis qu'à plus haute température, elle se trouve surtout sous forme de N_2 gazeux. Les planètes les plus froides ont donc plus de NH_3 ce qui se reflète dans les spectres de la Figure 1.8b par une augmentation de la profondeur de la bande à $10\ \mu\text{m}$ de cette molécule. À une température un peu plus élevée, une transition semblable s'opère pour le CH_4 gazeux et le CO gazeux. Ainsi les planètes de $T_{\text{eff}} \lesssim 900\text{-}1000\ \text{K}$ sont

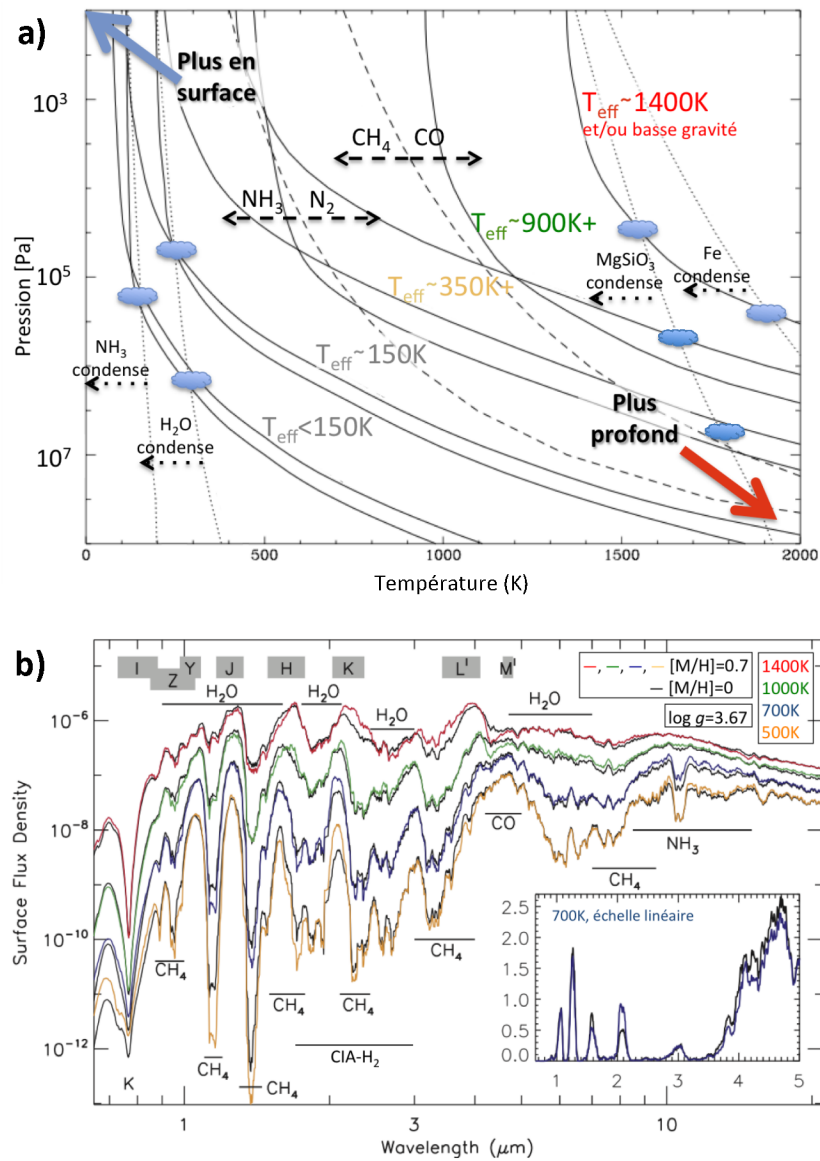


FIGURE 1.8 **a)** Profils de température-pression pour des planètes de diverses températures effectives (les deux différentes courbes pour chaque température modélisent des planètes isolées et des planètes fortement irradiées, dont les couches extérieures de l’atmosphère sont plus isothermales. Les courbes de condensation (pointillés) indiquent, pour l’ammoniac (NH_3), l’eau (H_2O), une forme de silicate (MgSiO_3) et le fer (Fe), la température et la pression limite en-deça desquelles ces espèces sont sous forme solide. Le graphique montre aussi les courbes d’abondance à l’équilibre des deux principaux gaz sous lesquels se retrouvent les atomes d’azote et de carbone (NH_3/N_2 , CH_4/CO). Figure adaptée de Sudarsky et al. (2000). **b)** Spectres théoriques du visible à l’infrarouge moyen pour des planètes de faible gravité de surface, à des températures entre 500 et 1400, et des métallicités (compositions) différentes. Les carrés grisés donnent l’étendue des principaux filtres large bande utilisés. Les principales caractéristiques spectrales des exoplanètes dans l’infrarouge sont dues à l’eau, au monoxyde de carbone, au méthane et à l’ammoniac. L’encadré donne un aperçu de l’allure du spectre pour une planète à 700 K dans l’infrarouge proche. Figure adaptée de Fortney et al. (2008).

caractérisées par le CH_4 gazeux de leur atmosphère, tel que le montre l'augmentation de la profondeur des bandes de CH_4 à mesure que la température baisse dans les spectres théoriques de la Figure 1.8b.

Une autre caractéristique importante qui intervient dans le spectre des exoplanètes sont les *nuages*, i.e. des agglomérations de matière liquide ou solide en suspension. Plus un objet est froid, plus les espèces chimiques qui se condensent sont variées. La Figure 1.8a montre, en pointillé, les courbes de condensation de quelques espèces chimiques (NH_3 , H_2O , MgSiO_3 , représentatif des silicates, et Fe), i.e. les pression/température limite en deça desquelles ces espèces se condensent. À droite de ces courbes, i.e. à des températures et pressions plus élevées, les substances sont sous forme gazeuse, alors qu'à gauche de ces courbes, elles sont sous forme solide. Le point de rencontre entre le profil d'une planète et la courbe de condensation d'une espèce détermine l'altitude des nuages de cette espèce dans l'atmosphère de cette dernière. Le profil P-T des planètes les plus chaudes ($T_{\text{eff}} \gtrsim 1400 \text{ K}$) croise la courbe de condensation des silicates, et celle du fer. Ces planètes possèdent donc des nuages de silicates en haute atmosphère qui réfléchissent une grande partie de la lumière incidente, et des nuages de fer liquide juste en dessous. On voit une représentation schématique de ces nuages sur le panneau de droite de la Figure 1.37. Le profil P-T d'une planète de $T_{\text{eff}} < 150 \text{ K}$ (représentatif de celui de Jupiter) possède aussi des nuages de silicate et de fer, mais ces éléments plus réfractaires ont « coulé » très profondément dans l'atmosphère (voir le panneau de gauche de la Figure 1.37) et n'ont plus d'incidence sur le spectre. En remontant en altitude, on retrouve toute une succession de couches de nuages de différentes espèces, de plus en plus volatiles, rencontrant éventuellement des nuages d'eau, et finalement d'ammoniac en haute atmosphère. On voit en effet que la courbe P-T de ces objets à la Figure 1.8a croise effectivement la courbe de condensation de l'eau et de l'ammoniac.

Les molécules qui sont piégées dans un nuage ne sont pas présentes à l'état gazeux au-dessus de ces nuages. Par exemple, les raies de FeH gazeux, qui sont présentes dans les naines L les plus chaudes, disparaissent éventuellement chez les naines L plus froides, chez qui le fer est piégé dans des nuages en haute altitude. Ces nuages, dépendant de leur altitude et de leur composition, peuvent masquer une partie du flux émergent, et le forcer à être émis à d'autres

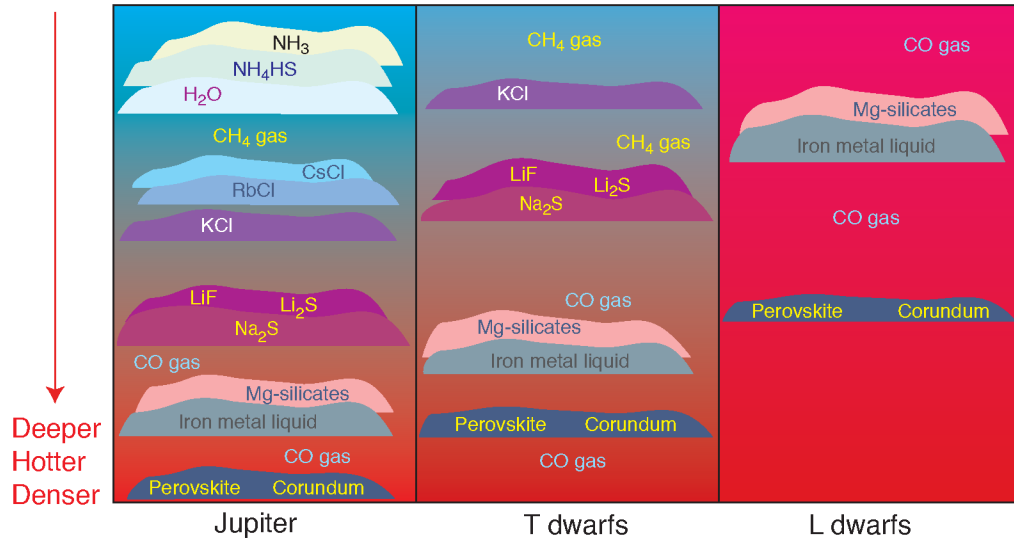


FIGURE 1.9 Nuages et gaz présents dans l’atmosphère d’objets de différentes températures. À **gauche** pour des objets froids ($T_{\text{eff}} \sim 120$ K) similaires à Jupiter, **au milieu** pour des naines T de température effective d’environ 600 K et, **à droite**, pour des naines L de température effective de 1300 K. Figure extraite de Lodders (2004).

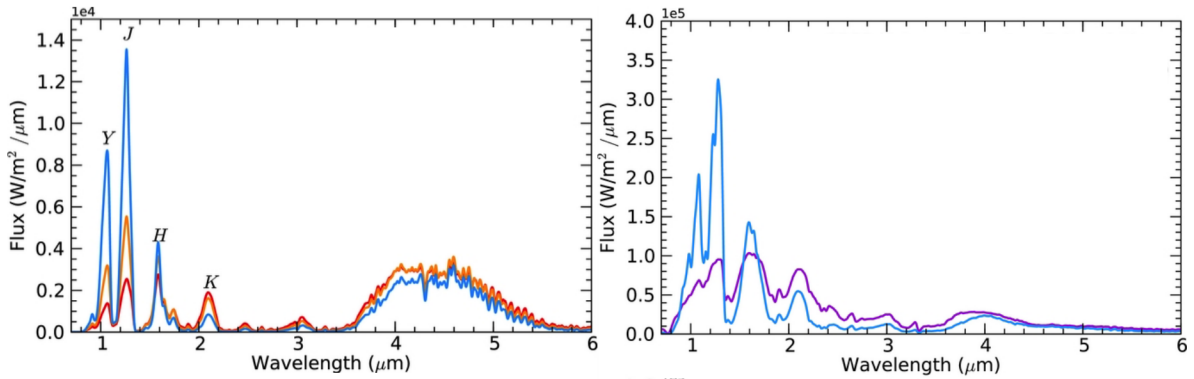


FIGURE 1.10 Effet de la présence de nuages sur le spectre théorique d’un objet à $T_{\text{eff}} = 600$ K (à **droite**) et à $T_{\text{eff}} = 1300$ K (à **gauche**), pour les modèles présentés dans Morley et al. (2012). Pour les deux objets, le spectre sans nuage est illustré en bleu. Pour l’objet de 1300 K, le spectre en incluant des nuages de silicates et de fer est montré en mauve, tandis que pour l’objet de 600 K, le spectre d’objet en incluant des nuages de différentes espèces chimiques (incluant KCl et Na_2S) sont montrés en orange, et rouge, pour des nuages de plus en plus étendus verticalement et avec des particules de plus en plus petites. La présence de nuage atténue considérablement le flux observé dans l’infrarouge. Figure extraite de Morley et al. (2012).

longueurs d'onde. C'est ce qui est illustré à la Figure 1.10. Un spectre théorique sans nuage est illustré en bleu pour un objet de 600 K (à gauche) et de 1300 K (à droite). En couleur sont illustrés les spectres d'objets avec nuages.

1.3 Méthodes de détection

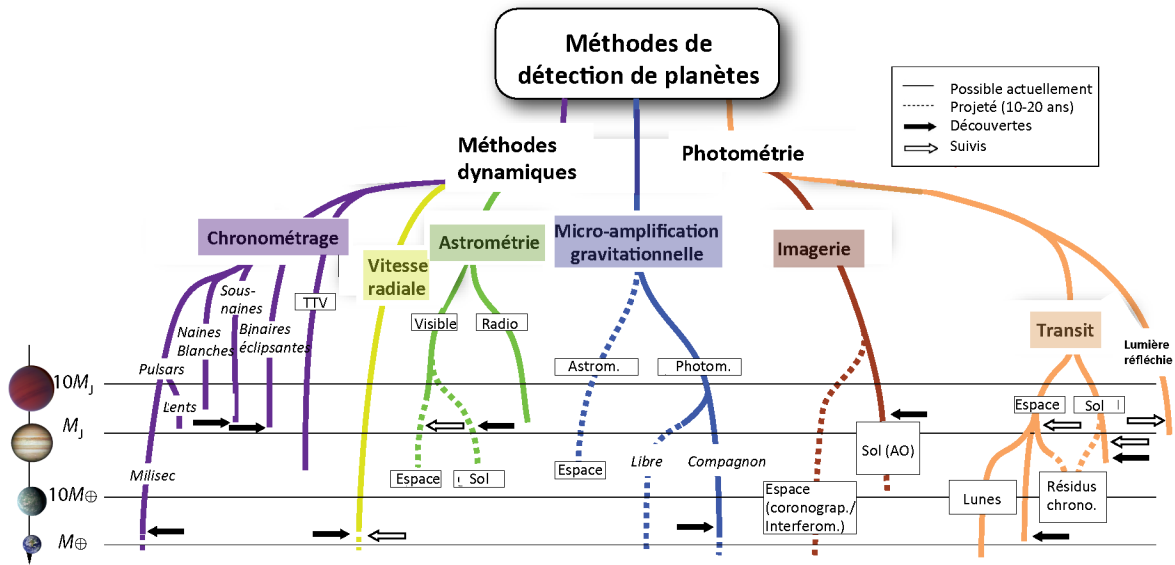


FIGURE 1.11 Méthodes de détection d'exoplanètes. Figure modifiée d'une figure de M. Perryman disponible à <http://exoplanet.eu/tutorials/>.

La plupart des méthodes utilisées pour détecter des exoplanètes ont été inspirées d'autres méthodes, développées bien plus tôt pour détecter des compagnons stellaires. La Figure 1.11 présente les principales méthodes de détection utilisées à ce jour. La plupart des exoplanètes ont été identifiées par des méthodes de détection « indirectes », c'est-à-dire en observant différents effets de leur présence sur l'étoile (voir Figure 1.1). Certaines de ces méthodes détectent l'effet dynamique de la présence de la planète (méthode de vitesse radiale, d'astrométrie ou le chronométrage d'objets à signaux périodiques). D'autres détectent plutôt une variation caractéristique de luminosité: celle de l'étoile hôte lorsqu'elle est éclipsée périodiquement par une planète (méthode de transit) ou encore celle d'une étoile d'arrière-plan lorsqu'elle est amplifiée temporairement par un système planète-étoile (méthode de micro-amplification gravitationnelle). Depuis 2008, on arrive à « voir » directement des planètes. Quelques dizaines

d'exoplanètes, généralement très massives, et assez distantes de leur étoile, ont ainsi été détectées grâce à des méthodes d'imagerie à haut contraste. Les méthodes de détection sont très complémentaires puisqu'elles permettent d'étudier des systèmes planétaires de différents âges, avec des hôtes très différentes et surtout, dans des plages de masses et de distances angulaires très différentes (voir Figure 1.22).

1.3.1 Méthodes indirectes

1.3.1.1 Méthodes dynamiques: vitesse radiale, astrométrie, chronométrage

D'après la loi universelle de la gravitation de Newton, une étoile autour de laquelle orbite une planète subit une force gravitationnelle de même magnitude et en direction opposée à celle qu'elle fait subir à cette dernière (Figure 1.12). Cela entraîne l'étoile à se déplacer, comme la planète, sur une orbite elliptique qui a comme foyer le centre de masse du système, avec la même période orbitale que la planète, dont la valeur dépend de la séparation des deux objets $a_{tot} = a_{\star} + a_p$ (où a_{\star} et a_p sont les demi-grand axes des orbites de l'étoile et de la planète, voir figure) et de la masse totale du système $M_{tot} = M_{\star} + M_p$ (où M_{star} et M_p sont les masses de l'étoile et de la planète):

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{G} \frac{a_{tot}^3}{M_{tot}} \quad (4.1)$$

Les demi-grand axes sont reliés aux masses des deux corps dans un ratio $M_p : M_{\star} : M_{tot} = a_{\star} : a_p : a_{tot}$ (éqn. 4.2). La vitesse de l'étoile sur son orbite est simplement la distance parcourue divisée par la période mesurée:

$$v_{\star} = \frac{2\pi a_{\star}}{P\sqrt{1-e^2}}, \quad (4.3)$$

où e est l'excentricité de l'orbite.

Vitesse radiale La méthode de vitesse radiale est celle qui a permis de détecter la toute première exoplanète autour d'une étoile de la séquence principale, en 1995 (Mayor & Queloz 1995) ainsi que la majorité des exoplanètes découvertes jusqu'au début des années 2010 (voir Figure 1.1). Cette technique est basée sur l'effet Doppler. Quand l'étoile parcourt son orbite,



FIGURE 1.12 Une planète en orbite autour d'une étoile entraîne un déplacement de celle-ci, sur une orbite circulaire. Montage créé à partir d'une animation de ESO/L. Calçada.

elle s'approche de nous, puis s'éloigne, ce qui entraîne un décalage de son spectre de lumière vers le bleu, puis vers le rouge. Le décalage des raies $\Delta\lambda = \lambda_{obs} - \lambda_{théorique}$ est proportionnel à la vitesse radiale, la vitesse de l'étoile dans la direction de la ligne de visée $v_{r,*}(t) = v_*(t) \sin i$, avec i l'inclinaison du plan de l'orbite par rapport à un plan perpendiculaire à la ligne de visée, éqn. 4.3):

$$v_{r,*} = c \left(\frac{\Delta\lambda}{\lambda_{obs}} \right) \quad (\text{éqn. 4.4})$$

L'étude dans le temps du spectre permet donc de tracer l'évolution de la vitesse radiale $v_{r,*}(t) = K_* \sin(2\pi t/P)$ (éqn. 4.5), et d'obtenir ainsi la période P , ainsi que l'amplitude K_* ($\equiv |v_{r,*,max}| = |v_{*,max} \sin i|$), en utilisant les équations 4.1 à 4.5:

$$K_* = (2\pi G)^{1/3} P^{-1/3} M_{tot}^{-2/3} \frac{M_p \sin i}{\sqrt{1-e^2}} \quad (4.6)$$

L'excentricité peut être déterminée par l'allure de la courbe, une orbite plus elliptique l'éloignant de la forme sinusoïdale typique des orbites circulaires (voir par exemple les deux courbes de la Fig.1.14). Le demi-grand axe a_p et la masse de la planète M_p peuvent ainsi être évalués, si la masse de l'étoile et l'inclinaison de l'orbite sont connus. Pour un système planétaire vu par la tranche ($i = 90^\circ$), le mouvement de l'étoile dû à une planète se fait

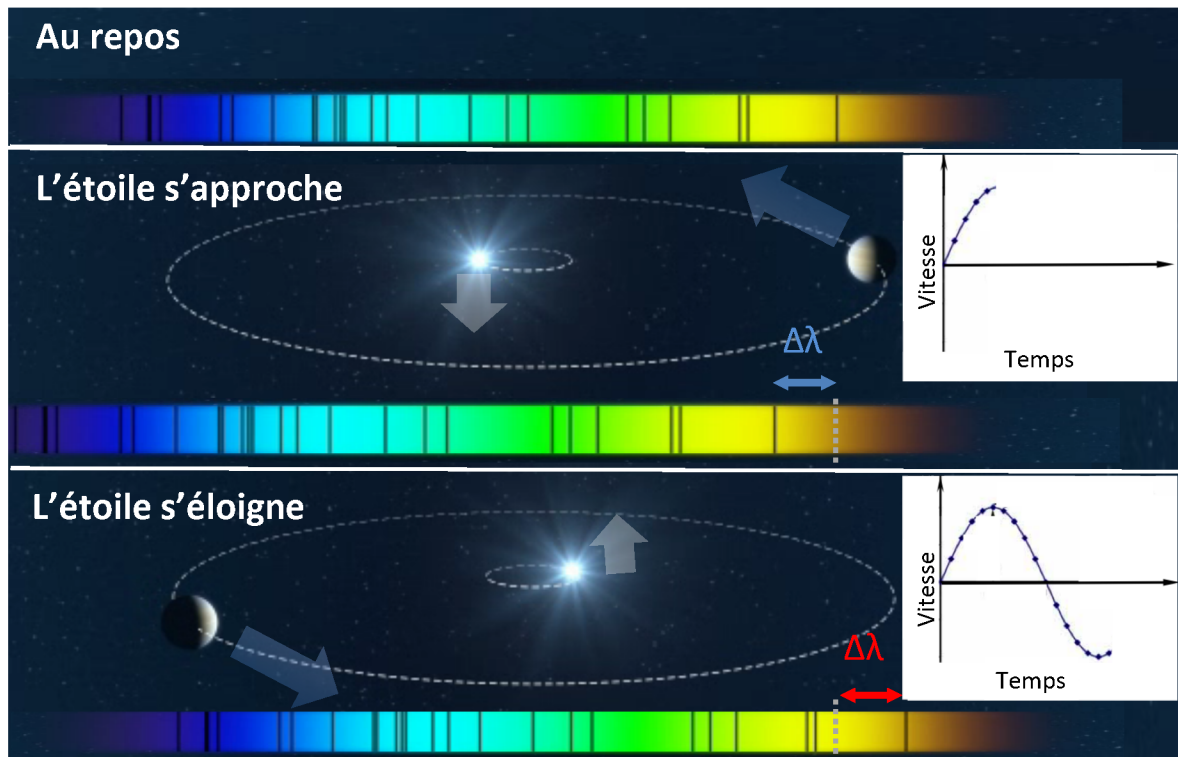


FIGURE 1.13 Méthode de détection d'exoplanètes par vitesse radiale. En observant le spectre de l'étoile dans le temps, on peut mesurer le variation périodique de la vitesse radiale de l'étoile grâce à l'effet Doppler qui entraîne un décalage vers le bleu et vers le rouge quand l'étoile s'approche et s'éloigne. Montage créé à partir d'une animation de ESO/L. Calçada.

entièrement dans la direction de la ligne de visée, et la masse déterminée pour la planète est la masse réelle. En général, cependant, l'inclinaison est inconnue, et la valeur obtenue $M_p \sin i$ est plus grande que la masse réelle de la planète. Il demeure donc une ambiguïté sur la masse, ce qui constitue un des plus grands inconvénients de cette méthode.

L'amplitude K_\star est typiquement faible: le Soleil, par exemple, voit sa vitesse varier d'au plus $\sim 13\text{m/s}$, sur une période d'environ 5 ans étant donné la présence de Jupiter, et de seulement $\sim 10\text{cm/s}$ sur une période d'un an à cause de la Terre. En observant l'équation 4.6, on remarque que K_\star est d'autant plus grand que les planètes sont massives et proches de leur étoile. Aussi, plus la planète est proche, plus sa période est petite et plus il est possible d'identifier rapidement la variation périodique due à cette dernière. Ce biais important explique en partie que de nombreux jupiters chauds, qui ont des amplitudes de l'ordre de plusieurs dizaines de m/s , aient été découverts dans les premiers temps. Ces biais sont visibles

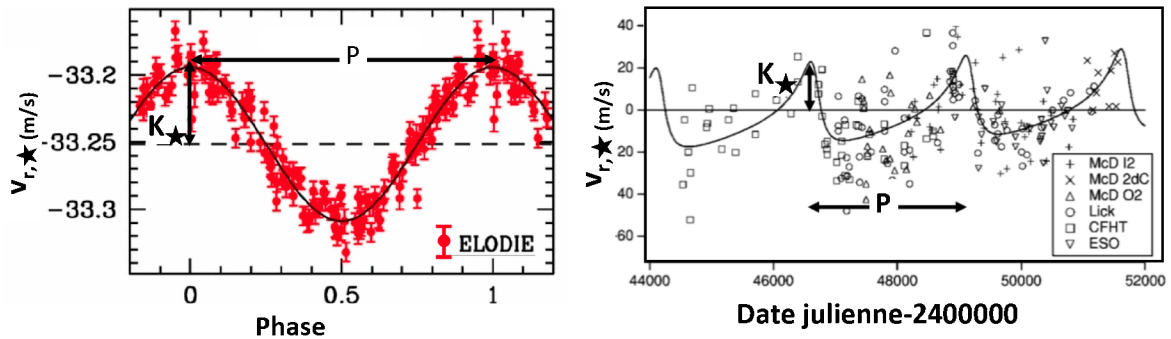


FIGURE 1.14 Courbes de vitesse pour 51 Peg (**à gauche**), qui possède un jupiter chaud sur une orbite circulaire ($K_{\star}=60$ m/s, $P=4.22$ jours, $M_p=0.47 M_{\text{Jup}}$, $a_p=0.052$ au) et Eps Eridani (**à droite**), qui possède une planète plus massive, plus éloignée et qui a une orbite très elliptique qui déforme sa courbe ($K_{\star}=19$ m/s, $P=6.9$ ans, $M_p=0.86 M_{\text{Jup}}$, $a_p=3.4$ au, $e = 0.61$). Figures tirées de Naef et al. (2004); Hatzes et al. (2008).

sur la Figure 1.22 qui montre la masse et la période des planètes détectées. Pour une planète d'une masse et de période données, les étoiles moins massives sont de bonnes cibles puisqu'elles subissent une variation plus grande que les plus massives.

Les spectrographes utilisés, qui opèrent habituellement dans le visible, doivent être très bien stabilisés et différentes stratégies doivent être utilisées pour calibrer précisément leur longueur d'onde. En 1995, les meilleures précisions étaient typiquement autour de 3 – 5 m/s alors qu'aujourd'hui le meilleur spectrographe, HARPS sur le 3.6 mètres de l'ESO, atteint $\sim 0.3 - 0.5$ m/s, suffisant pour détecter des planètes de masse terrestre autour d'étoiles M (par exemple GJ 581 e, $M_p \sin i = 1.9 M_{\oplus}$, Mayor et al. 2009). L'accumulation de données dans les 20 dernières années permet de détecter des planètes moins massives et à des périodes de plus en plus longues. Très bientôt, des spectrographes dans le proche infrarouge comme SPIRou ou CARMENES (Donati et al. 2010; Amado et al. 2012) permettront de cibler davantage les étoiles de faible masse tandis que des successeurs de HARPS/HiRES, comme ESPRESSO sur les 4 télescopes de 8 mètres du VLT (Mégévand et al. 2012), ainsi que ceux prévus pour les télescopes géants de plus de 30 mètres, comme HIRES sur le E-ELT (Maiolini et al. 2013), promettent d'atteindre les sensibilités requises pour détecter un système équivalent au nôtre.

Autres méthodes dynamiques D'autres méthodes se basent sur la détection du mouvement de l'étoile causé par la présence d'une planète. C'est le cas de la méthode d'*astrométrie*,

où c'est directement la variation de la *position* dans le *plan du ciel* (direction perpendiculaire à la ligne de visée) qui est mesurée. Le déplacement angulaire de l'étoile due à sa planète, aussi appelé la *signature astrométrique* de la planète, diminue linéairement avec la distance du système. Cette signature est typiquement très faible, généralement inférieure à une milliarcseconde (1 mas). Par exemple, la signature astrométrique de la Terre et de Jupiter sur le Soleil sont respectivement de 0.5 mas et 3×10^{-4} mas, pour un observateur à une distance de 10 pc, et de 0.05 mas et 3×10^{-5} mas à 100 pc. Cela fait que cette méthode n'a pas mené à beaucoup de détections jusqu'à maintenant. Les meilleurs instruments jusqu'à tout récemment (comme par exemple le *Fine Guidance Sensor* sur le télescope spatial Hubble⁹ ou le télescope spatial dédié Hipparcos⁹) avaient typiquement une précision de 1 mas, au mieux de 0.25 mas (Benedict et al. 2008; McArthur et al. 2010). Très bientôt toutefois le télescope spatial Gaia, lancé en décembre 2013, commencera à publier ses mesures pour des milliards d'étoiles. Avec une sensibilité de l'ordre de 0.02-0.05 mas, ces données permettront de détecter une grande quantité de nouvelles planètes, principalement des géantes gazeuses à des distances orbitales de 1-4 au autour d'étoiles proches (<200 pc) (Sozzetti et al. 2012).

Le *chronométrage* (*timing*) est un autre moyen de détecter l'effet dynamique d'une planète sur son hôte, lorsque cette dernière émet, pour une raison ou une autre, un flux qui varie avec une période très régulière. Le mouvement de l'étoile dû à la planète dans la direction de la ligne de visée fait varier la distance que la lumière doit parcourir entre l'objet et l'observateur. La période du signal est donc légèrement décalée. Ce décalage, périodique, a une amplitude égale au temps nécessaire pour parcourir la demi-distance entre le point le plus éloigné et le moins éloigné de l'orbite. Il est donc possible de déterminer, en traçant les résidus de la période en fonction du temps, $M_p \sin i$ et a_p si la masse de l'hôte est connue. L'exemple le mieux connu est le chronométrage de *pulsars* (*pulsar timing*), qui sont des étoiles à neutron en rotation rapide sur elles-mêmes qui émettent un fort rayonnement dans le domaine du radio par leurs pôles magnétiques. En général, l'axe de rotation ne passe pas par ces pôles, un pic d'émission radio est donc observé périodiquement chaque fois que la rotation amène un pôle magnétique dans la ligne de visée (typiquement à toutes les seconde ou moins). Cette méthode a permis,

9. www.nasa.gov/hubble/, sci.esa.int/hipparcos/

en 1992, la détection des premières exoplanètes, autour du pulsar PSR 1257+12 (Wolszczan & Frail 1992). Les masses des trois planètes détectées, inférieures à la moyenne de celles des exoplanètes détectées, démontrent une des forces de la méthode: plus la période d'un objet est connue avec précision, plus les résidus mesurés sont petits et plus il est possible de détecter des planètes peu massives. Le même concept peut aussi fonctionner pour d'autres corps stellaires qui ont des variations périodiques stables, notamment les étoiles évoluées comme les *naines blanches*, les *sous-naines chaudes* ou encore les *systèmes binaires d'étoiles et/ou rémanents éclipsants*. Deux corps de masse planétaires ont d'ailleurs été détectés sur des orbites avec des périodes d'environ 6 et 8 heures autour de la sous-naine chaude KIC 05807617 grâce à cette méthode (Charpinet et al. 2011). Une étoile ayant déjà une planète connue qui transite (voir sous-section 1.3.1.2) constitue aussi un « système binaire éclipsant », et la variation de la période de la planète peut suggérer la présence (ou confirmer l'absence) d'autres planètes dans le système (méthode de *variation du chronométrage du transit*, *transit timing variation*, TTV, Miralda Escude 2008; Holman 2005). Quelques planètes additionnelles ont été trouvées dans des systèmes de cette manière, comme Kepler-46c, une planète de $0.37 M_{\text{Jup}}$ dont l'existence est inférée du TTV de Kepler-46b, une planète plus massive et plus proche de l'étoile (Nesvorný et al. 2012). Cette méthode souffre d'un problème commun avec celle de vitesse radiale: elle ne fournit que la masse minimale. De plus, le caractère très particulier des cibles pour lesquelles il est possible d'utiliser la méthode de chronométrage est à la fois un avantage et un inconvénient: elle constitue une méthode unique pour sonder ces objets spéciaux, mais ne peut être utilisée pour la majorité des hôtes. Les planètes d'étoiles évoluées ou de cadavres stellaires ne sont probablement pas représentatives des systèmes planétaires d'étoiles de la séquence principale.

1.3.1.2 Transit

La méthode dite de transit (ou d'éclipse) a été utilisée dès 1999, pour étudier le jupiter chaud de $0.7 M_{\text{Jup}}$ et 0.047 au HD 209458 b, une planète déjà identifiée par vitesse radiale (Henry et al. 1999; Charbonneau et al. 2000). La première détection avec cette méthode, celle d'un autre jupiter chaud (OGLE-TR-56, Figure 1.16), a été confirmée en 2003 (Konacki et al. 2003). Cette méthode de détection consiste à mesurer régulièrement la luminosité d'une étoile

hôte afin de détecter toute diminution périodique causée par le passage régulier d'une planète devant celle-ci (Figure 1.15). En traçant la courbe de lumière, il est possible de déterminer la *profondeur du transit*, qui correspond au rapport de l'aire de la planète sur celle de l'étoile, $\frac{\Delta F}{F} = \left(\frac{R_p}{R_*}\right)^2$, ainsi que la période. Cette mesure permet, si le rayon de l'étoile est connu (on l'estime habituellement à partir du type spectral), de déterminer le rayon de la planète. Le demi-grand axe peut alors être déterminé à partir de la masse de l'étoile et de la période, avec les équations 4.1 et 4.2. L'inclinaison i est contrainte par le fait que pour qu'il y ait transit, on doit voir le système par la tranche, donc $i \simeq 90^\circ$.

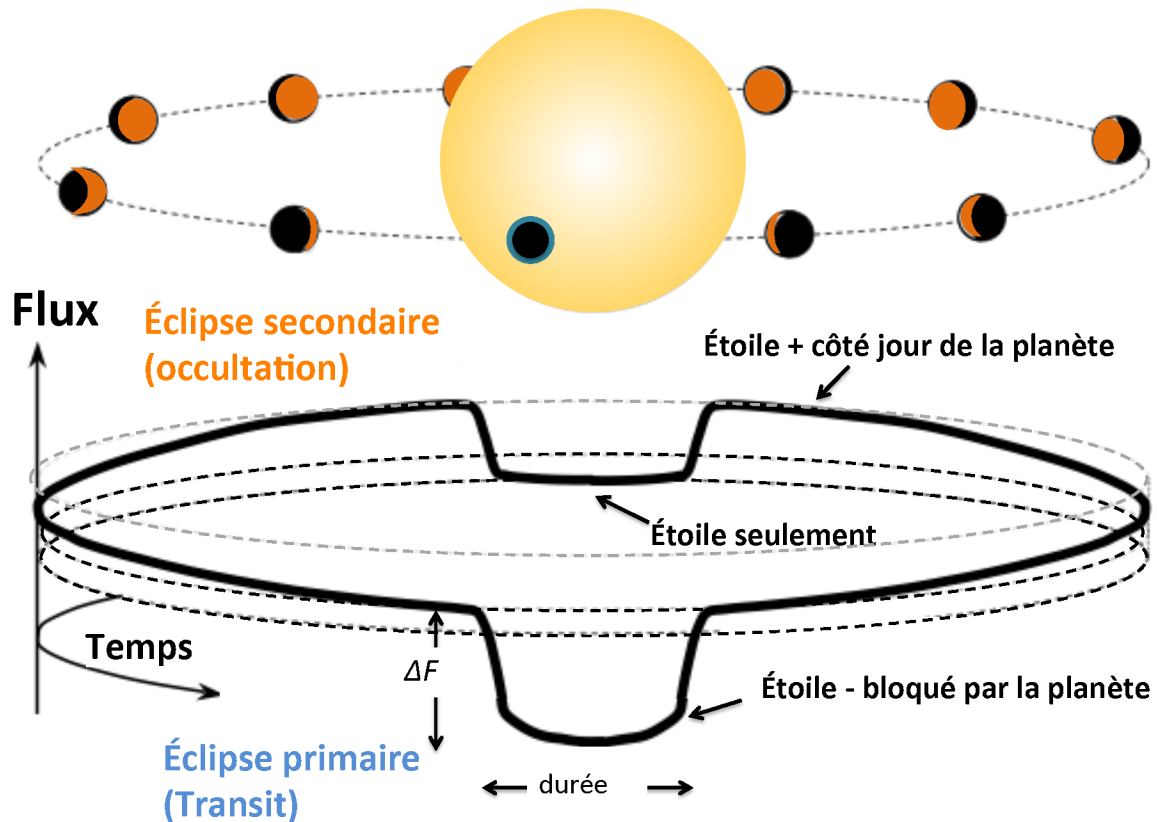


FIGURE 1.15 Méthode de détection par transit. L'étude de la luminosité d'une planète dans le temps permet d'identifier les planètes qui passent devant et bloquent une partie du flux. On distingue le transit (aussi appelé éclipse primaire), lorsque la planète passe devant l'étoile, et l'occultation, ou éclipse secondaire, quand c'est l'étoile qui passe devant la planète. Figure adaptée de Winn (2010).

Dans l'espace, la précision atteinte est aujourd'hui de l'ordre de $\Delta F/F = 10^{-4} - 10^{-5}$, ce qui est suffisant pour détecter une planète analogue à la Terre autour d'une étoile de

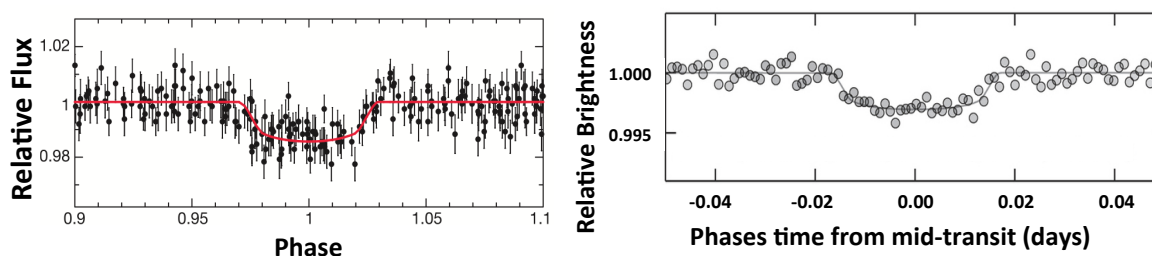


FIGURE 1.16 Courbes de lumière pour l'étoile de type solaire OGLE-TR-56 (à gauche) et la naine M GJ 1132 (à droite). Dans le premier cas, la diminution de luminosité, causée par un jupiter chaud ($1.3 R_{Jup}$, $a_p=0.023$ au), est de l'ordre de 1 – 2%, tandis que dans le second cas, la diminution de luminosité d'environ 0.25% est causée par une planète tout juste plus grosse que la Terre. Figures adaptées de Konacki et al. (2003) et Berta-Thompson et al. (2015).

type solaire. Le télescope Kepler, lancé en 2009 spécialement pour détecter des planètes grâce à la méthode du transit, a créé une véritable révolution dans le domaine des exoplanètes, permettant d'identifier à lui seul plus de 2000 nouvelles exoplanètes (voir Figure 1.1), dont une vingtaine de planètes¹⁰ de rayon $< 2 R_{\oplus}$ dans la zone habitable de leur étoile¹¹. De futures missions dans l'espace permettront de poursuivre cette missions, notamment TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite), qui sera lancé prochainement et qui se concentrera sur les étoiles les plus proches du Soleil (Ricker et al. 2015). Des planètes très petites (super-terres et planètes rocheuses) peuvent aussi être détectées au sol, autour des étoiles de faible masse. La campagne MEarth (Nutzman & Charbonneau 2008), par exemple, utilise de petits télescopes robotisés pour détecter des planètes terrestres autour des étoiles de faible masse. Elle a permis la détection d'une des planètes les plus étudiées dans les dernières années, la super-terre GJ 1214 b ($6.55 \pm 0.98 M_{\oplus}$) (Charbonneau et al. 2009). Son successeur, MEarth-South, a récemment permis la détection de la planète GJ 1132 b, une planète de rayon très similaire à la Terre (Berta-Thompson et al. 2015) (Figure 1.16).

Une force de cette méthode est de permettre de faire une caractérisation des planètes détectées, par exemple de déterminer grossièrement la composition interne à partir de la

10. www.nasa.gov/kepler/discoveries

11. La *zone habitable*, concept défini par Kasting et al. (1993) comme la région autour d'une étoile où l'eau peut exister sous forme liquide en surface. Pour une étoile comme le Soleil, en considérant une planète similaire à la Terre, cette zone s'étend environ entre 0.8 et 1.5 au (grossièrement d'un peu plus loin que l'orbite de Vénus à un peu plus loin que celle de Mars), mais en considérant différents types de planètes et d'atmosphères, cette zone peut être étendue de 0.5 à ~ 10 au (Seager 2013). Pour une étoile moins massive, la zone habitable est plus proche de l'étoile.

densité globale (voir Figure 1.6, ou d'étudier la composition et la structure de son atmosphère grâce à la spectroscopie de transit, pendant les éclipses primaires et secondaires (quand la planète passe derrière l'étoile). Une limite majeure est que ce sont loin d'être toutes les planètes qui passent devant leur étoile.

Ces biais expliquent la concentration aux très petites distances angulaires des planètes détectées par transit à ce jour (cercles oranges sur la Figure 1.22). Il est très difficile de détecter des planètes au-delà de quelques unités astronomiques avec cette méthode: non seulement elle crée une diminution de lumière moins grande, mais en plus le transit se répète moins souvent, compliquant la détection et la confirmation. Un autre inconvénient est qu'il existe plusieurs types de faux positifs qui peuvent être interprétés à tort comme un transit planétaire (comme l'éclipse rasante d'un compagnon stellaire, l'éclipse par un objet beaucoup plus massif, mais de même rayon, ou encore par un système binaire voisin non résolu) et qu'il faut éliminer avant de pouvoir confirmer l'existence d'une candidate. Pour compenser ces faits, les campagnes de détection par transit se concentrent généralement sur un grand nombre d'étoiles, ce qui optimise les chances de détection, mais aussi permet de faire des statistiques valables sur les populations de planètes (voir la section 1.4).

1.3.1.3 Micro-amplification gravitationnelle

L'observation dans le temps de la luminosité d'une étoile peut aussi révéler un système planétaire, si ce dernier se trouve entre l'observateur et l'étoile observée. Cette technique de micro-amplification gravitationnelle, qui a permis de détecter un certain nombre d'exoplanètes (voir Figure 1.1), repose sur le fait que, selon la relativité générale, la présence de masse ou d'énergie déforme l'espace-temps. Ainsi, un objet astronomique peut, dans certaines circonstances, agir comme une *lentille*, i.e. faire dévier les rayons d'une *source* située plus loin le long de la ligne de visée, une étoile de la galaxie par exemple, et amplifier son signal (Figure 1.17). L'amplification est d'autant plus grande que la source est à une faible distance angulaire de la lentille. Le mouvement relatif entre les deux fait varier cette amplification graduellement dans le temps. La durée d'une amplification dépend de la distance à la source (qui peut être déterminée indépendamment), de la distance de la lentille, de la vitesse relative entre les deux

et de la masse de la lentille. Elle est typiquement de plusieurs jours pour une étoile, et de quelques heures pour une planète. Si la lentille est une étoile possédant une planète, l'amplification due à cette dernière se superpose à celle due à l'étoile et il est possible de d'estimer, en utilisant un modèle à plusieurs paramètres (notamment le rapport M_p/M_* et la séparation angulaire projetée planète-étoile, voir par exemple Beaulieu et al. 2006) et des informations obtenues indépendamment sur l'étoile hôte, la masse et la distance orbitale de la planète.

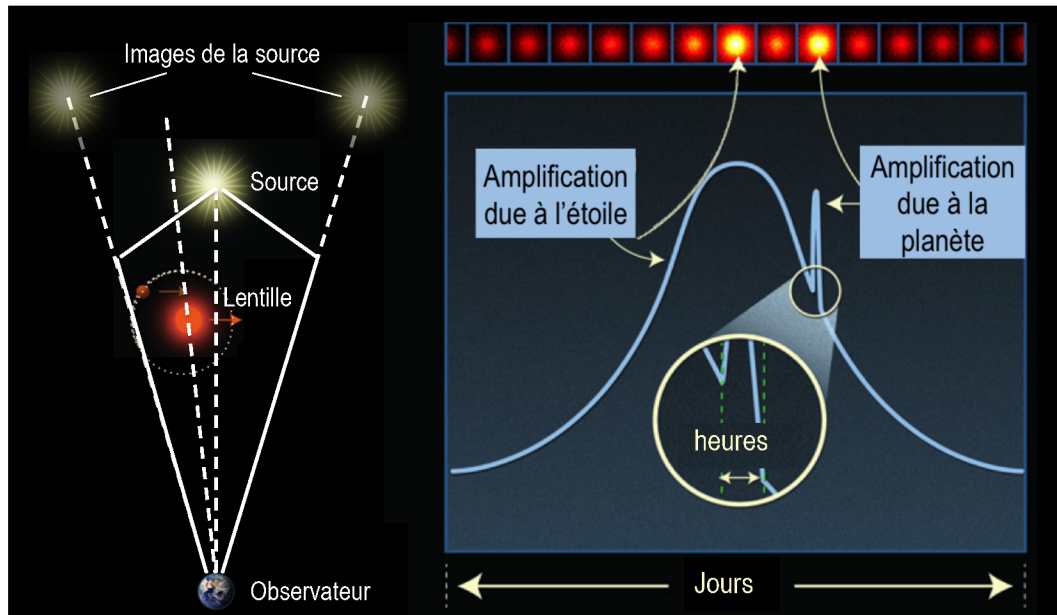


FIGURE 1.17 Détection par micro-amplification gravitationnelle. Une lentille, constituée d'une étoile et d'une planète, se déplace entre l'observateur et l'étoile source (**gauche**). La lumière de cette dernière varie dans le temps de manière caractéristique (**droite**). Figure modifiée de NASA, ESA, et K. Sahu (STScI)

La cinquantaine de planètes publiées qui ont été détectées par cette méthode ([exoplanet.eu](#), juillet 2016, voir points verts sur la Figure 1.22) ont des masses distribuées entre quelques fois la masse de la Terre à plusieurs fois la masse de Jupiter, à des distances orbitales de quelques dixièmes à quelques dizaines d'unités astronomiques, autour d'une variété d'étoiles relativement peu massives ($<1 M_{\odot}$), situées à des distances entre plusieurs centaines et plusieurs milliers de parsecs¹². Ainsi, cette méthode est idéale pour la recherche de planètes terrestres dans la zone habitable ainsi qu'à des séparations au-delà de la ligne des glaces.

¹². Par définition, un parsec (pc) est la distance à laquelle 1 au sous-tend un angle d'une seconde d'arc ($1''=1/3600^{\circ}$).

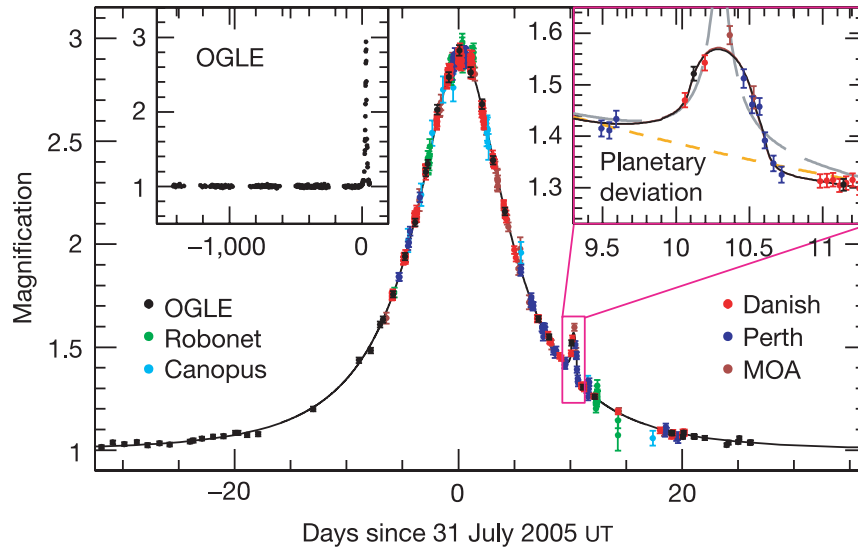


FIGURE 1.18 Données prises par un réseau de plusieurs télescopes (points) et modèle (trait plein) qui ont révélé la présence d’une super-terre de $5.5 M_{\oplus}$ à 2.6 au de l’étoile M OGLE-05-390L. Figure tirée de Beaulieu et al. (2006).

Aussi, elle peut sonder des systèmes qui sont beaucoup plus éloignés de la Terre, typiquement à quelques kiloparsecs (comparé aux quelques dizaines/centaines de parsecs pour les autres méthodes). Avec cette capacité de détecter une vaste gamme de masses de planètes à une vaste gamme de distances et un échantillon d’étoiles représentatif de l’ensemble des étoiles de la Galaxie, cette méthode est aussi idéale pour faire des statistiques (par exemple les études de Clanton & Gaudi 2016 ou Cassan et al. 2012, voir section 1.4).

Un des inconvénients majeurs de cette méthode est qu’un évènement d’amplification, qui demande l’alignement d’une source et d’une lentille avec un observateur, est très rare: il faut observer quelques 10^6 étoiles avant d’en voir un (Cassan et al. 2012). Aussi, ces évènements sont le fruit du hasard, ce qui empêche de caractériser la planète au-delà de l’évènement. C’est pourquoi la recherche avec cette méthode se base sur des sondages (par exemple OGLE¹³ ou MOA¹³) qui mesurent, dans la direction du centre galactique (où il y a le plus d’étoiles), la luminosité de plusieurs millions d’étoiles chaque nuit. Ces sondages sont associés à des réseaux de télescopes distribués autour du globe (comme par exemple μ FUN-PLANET¹³), qui peuvent suivre à très haute cadence, lorsqu’une qu’une étoile observée montre une augmen-

13. <http://ogle.astrouw.edu.pl/>, <http://www.phys.canterbury.ac.nz/moa/>, <http://planet.iap.fr/>.

tation de flux, l'évènement de micro-amplification afin d'en tirer le maximum d'information. Par exemple, la courbe qui a permis la détection de la super-terre OGLE-05-390L b, montrée à la Figure 1.18, présente des données de 6 observatoires différents. Des télescopes spatiaux, comme EUCLID et WFIRST (Beaulieu et al. 2011), prévus pour 2020 – 2030, vont nettement améliorer le nombre et la diversité des détections en résolvant plus aisément les multiples sources du plan galactique, en augmentant le champ étudié et en rendant plus facile un suivi continu.

1.3.2 Imagerie directe

La méthode d'imagerie directe a permis, dès le milieu des années 1990, de détecter des objets sous-stellaires. La première naine brune connue, Gl 229B, a été détectée grâce à cette méthode en 1995 (Nakajima et al. 1995). Il a ensuite fallu attendre presque 10 ans pour la détection du premier objet de masse planétaire, autour de la naine brune 2M 1207 (Chauvin et al. 2004) (voir Figure 1.1). Peu de temps plus tard, un compagnon dont la plage de masse estimée se situe de part et d'autre de la masse limite a été trouvé autour de l'étoile AB Pictoris (Chauvin et al. 2005). La détection d'un autre objet se trouvant sur la limite planète/naine brune, autour de l'étoile de la séquence principale 1RXS J1609-2105, a été faite quelques années plus tard (Lafrenière et al. 2008, 2010). Un premier système planétaire, composé de 4 planètes géantes, a été ensuite été imagé autour de l'étoile HR 8799 (Figure 1.19; Marois et al. 2008, 2010). L'étoile β Pictoris, célèbre depuis les années 1980 pour son disque protoplanétaire (Smith & Terrile 1984), possède aussi une planète géante, détectée en 2009 dans des données datant de 2003 (Figure 1.19; Lagrange et al. 2009).

Contrairement à toutes les méthodes énumérées précédemment, l'imagerie est une méthode de détection dite *directe*, c'est la lumière réfléchie ou émise par une planète qui est détectée, distinctement de celle de son étoile. Cela représente un défi de taille, étant donné la très faible séparation angulaire typique d'une planète en orbite autour d'une étoile, et l'éclat éblouissant de cette dernière (voir Figure 1.7). Prenons le système Terre-Soleil, observé à une distance de 10 pc. La séparation angulaire entre les deux est de 0.1" seulement. Le rapport de flux F_{\star}/F_p , ou *contraste* (montré par une flèche bleue sur la Figure 1.7), est très grand dans le visible

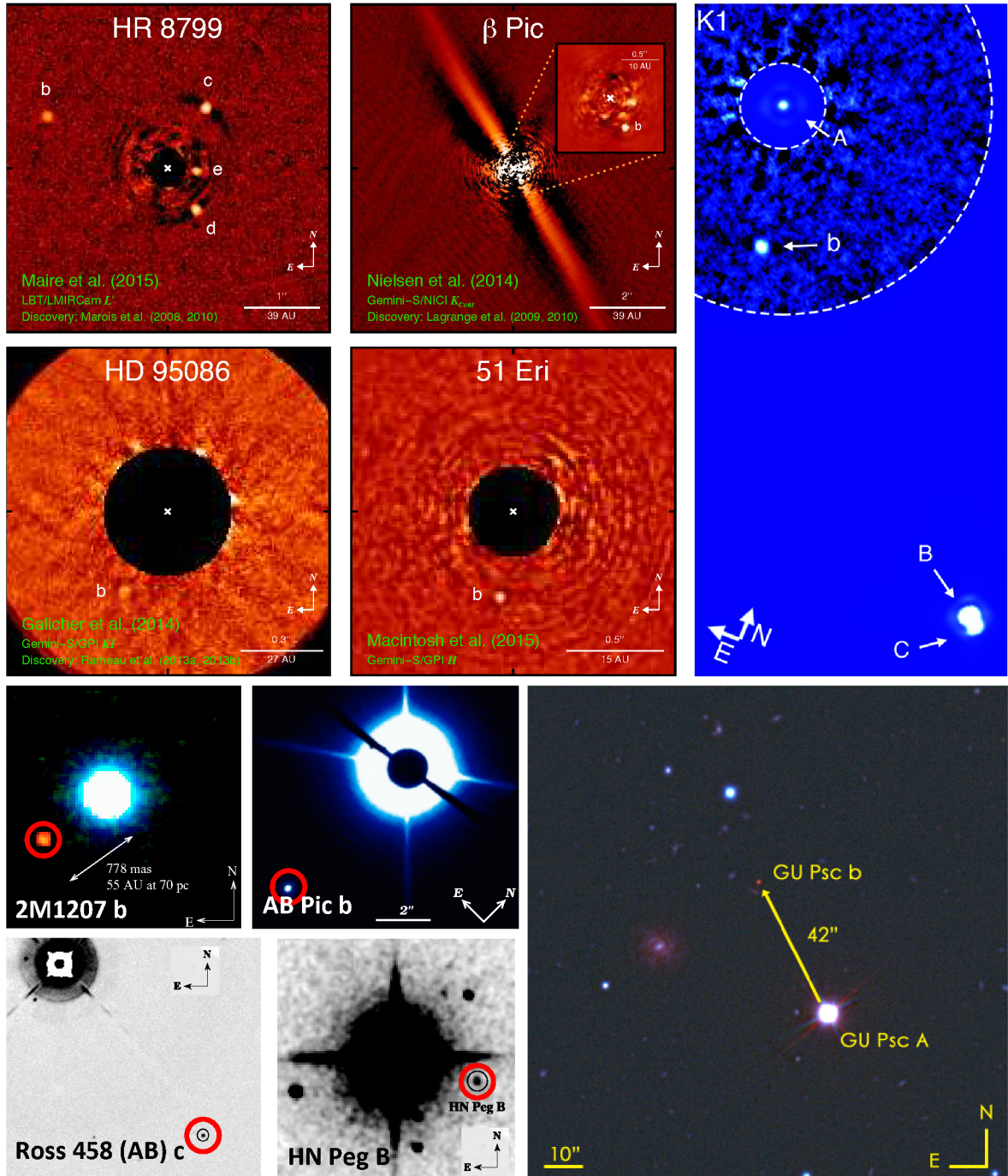


FIGURE 1.19 Quelques planètes détectées par imagerie. À gauche, en haut, les 4 planètes de l'étoile HR 8799 (0.38, 0.62, 0.95, 1.7"), puis, à droite, la planète de β Pic (dans l'encadré, 0.4") et son disque vu par la tranche. À gauche, plus bas, HD 95086 b (0.6"), puis, à droite, 51 Eri b (0.45"). Figure tirée de Bowler (2016). À droite complètement, en haut, la planète détectée par l'instrument SPHERE sur le VLT, autour de HD 131399A (0.84"), une étoile qui possède aussi deux compagnons stellaires (HD 131399B et HD 131399C, visibles sur l'image). La distance projetée entre HD 131399Ab et son hôte est de 82 ± 6 au. Figure tirée de Wagner et al. (2016). À gauche, plus bas, la planète autour de la naine brune 2M 1207. Figure tirée de (Chauvin et al. 2004). À droite, le compagnon de AB Pic. Figure tirée de (Chauvin et al. 2005). En bas, à gauche, la planète à grande séparation autour de la paire Ross 458 AB). Figure tirée de (Goldman et al. 2010). En bas, au centre, HN Peg B. Figure tirée de (Luhman et al. 2007). En bas, à droite, la planète GU Psc b.

($\sim 10^9 - 10^{10}$). C'est un peu mieux dans l'infrarouge moyen, où l'émission thermique de la planète atteint un maximum et où l'étoile n'est plus aussi brillante, mais la planète demeure de 1 à 10 millions de fois plus faible ($F_*/F_p \sim 10^6 - 10^7$).

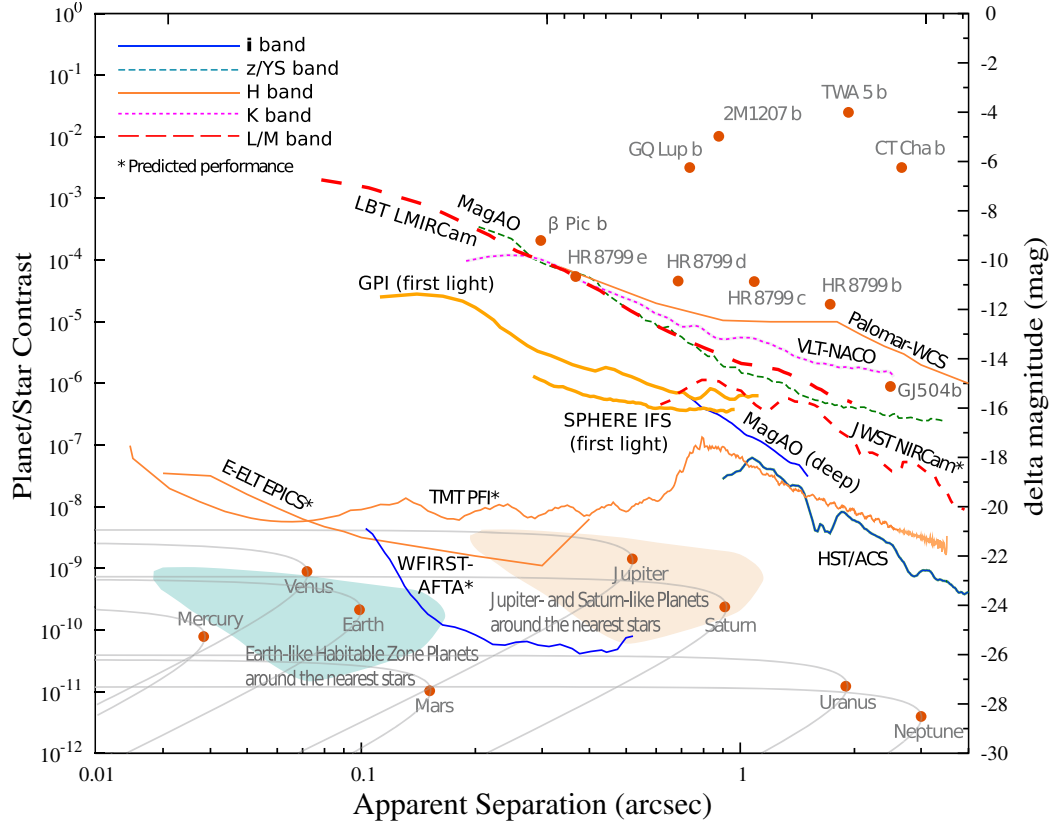


FIGURE 1.20 Contraste F_p/F_* minimal atteint (ou prédit) et la différence de magnitude maximale associée $\Delta m = -2.5 \log(F_p/F_*)$ à une séparation angulaire donnée pour différents instruments actuels et futurs (indiqués par un astérisque) dédiés à l'imagerie haut contraste, pour une heure d'observation. La position de quelques planètes détectées par imagerie est aussi indiquée (contraste dans le filtre K_s). Les planètes du Système solaire (à la séparation angulaire où elles seraient pour un observateur situé à 10 pc) sont aussi intégrées à la figure, de même que la zone où se trouve des analogues de Jupiter (en orange) et de la Terre (en cyan), autour des étoiles les plus proches. Figure tirée de Crossfield (2015).

Pour détecter des planètes de plus en plus proches de leur étoile, les plus gros télescopes sont généralement utilisés, conjointement à des systèmes d'*optique adaptative*, qui permettent de corriger en temps réel les perturbations dues à l'atmosphère. Les observations sont généralement faite à l'aide de caméras infrarouges, équipée de filtres larges bandes¹⁴ ou

14. Parmi les plus utilisés: i' (centré à 787 nm), z' (900 nm), Y (1.02 μm), J (1.22 μm), H (1.63 μm), K_s (2.19 μm), L (3.45 μm) ou M (4.75 μm). Deux filtres du télescope spatial WISE* ($W1$ et $W2$) et de l'instrument

de filtres étroits. De plus, des stratégies d'imagerie à haut contraste sont utilisées. Une de ces stratégies est la *coronographie*, qui consiste à placer un masque sur la portion de l'image qui contient l'étoile afin de limiter la lumière diffractée par cette dernière et augmenter ainsi le contraste. Une autre est l'*imagerie différentielle*, qui consiste à prendre des images très rapprochées dans le temps, soit dans différents filtres étroits, ces derniers pouvant cibler plus particulièrement l'intérieur et l'extérieur d'une raie spectrale d'un objet de masse planétaire (imagerie différentielle simultanée, SDI, Marois et al. 2005), soit à différents angles de position (imagerie différentielle angulaire, ADI, Marois et al. 2006) afin de mettre en évidence le signal de la planète en éliminant les tavelures¹⁵, constantes d'une image à l'autre. Grâce à ces stratégies, les systèmes actuels, comme le Gemini Planet Imager (GPI) sur Gemini sud (Macintosh et al. 2006, 2014) ou le Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet Research (SPHERE) sur le VLT (Dohlen et al. 2006; Beuzit et al. 2006), qui sont la deuxième génération d'instruments dédiés à la détection d'exoplanètes par imagerie directe¹⁶, permettent typiquement de détecter des planètes de quelques masses de Jupiter, à des distances typiques de quelques unités astronomiques autour d'étoiles proches (<100 pc). La Figure 1.20 montre les performances de quelques uns de ces systèmes (pour un temps d'observation d'une heure), de même que quelques unes des planètes détectées jusqu'à maintenant. Étant donné les limites actuelles, les planètes détectées par imagerie directe constituent un ensemble limité et distinct au sein de la population générale d'exoplanètes: ce sont des planètes pour lesquelles le contraste et la séparation angulaire sont les plus favorables: des planètes massives et jeunes, pour lesquelles le flux émis est important étant donné leur grande température, et situées à grande distance de leur étoile.

Selon l'Extrasolar Planets Encyclopaedia, moins de 2% (68 des 3469 planètes en date du 13 juillet 2016) ont été détectées par imagerie directe. Un des inconvénients importants de cette méthode est que la masse de l'objet n'est pas mesurée directement mais plutôt estimée à partir de modèles évolutifs, qui nécessitent la luminosité ou la température effective (et

IRAC sur le télescope spatial *Spitzer*** ([3.6],[4.5]) visent essentiellement les même bandes que *L* et *M*.

* <http://wise.ssl.berkeley.edu/> **<http://www.spitzer.caltech.edu/>.

15. Les tavelures (*quasi-static speckles*) sont des signaux parasites créés par les irrégularités des surfaces optiques du télescope et de l'instrument de même que la turbulence atmosphérique.

16. La première génération incluait par exemple NICI sur le télescope de 8 m Gemini sud (Ftaclas et al. 2003; Chun et al. 2008) ou NaCo sur le VLT (Rousset et al. 2003).

Table 1.1. Compagnons détectés par imagerie directe (masse $< 13 M_{\text{Jup}}$), Bowler (2016).

Name	Mass ^a (M_{Jup})	Luminosity ($\log(L_{\text{Bol}}/L_{\odot})$)	Age (Myr)	Sep. ($''$)	Sep. (AU)	NIR SpT	Orbital Motion?	Pri. Mult. ^b	Pri. Mass (M_{\odot})	References
Close-in Planets (<100 AU)										
51 Eri b	2 ± 1	-5.6 ± 0.2	23 ± 3	0.45	13	T4.5–T6	Yes	S	1.75	1, 2, 3
HD 95086 b	5 ± 2	-4.96 ± 0.10	17 ± 4	0.6	56	L/T:	Yes	S	1.6	4–7
HR 8799 b	5 ± 1	-5.1 ± 0.1	40 ± 5	1.7	68	\sim L/Tpec	Yes	S	1.5	8–11
LkCa 15 b ^c	6 ± 4	...	2 ± 1	0.08	20	...	Yes	S	1.0	12–15
HR 8799 c	7 ± 2	-4.7 ± 0.1	40 ± 5	0.95	38	\sim L/Tpec	Yes	S	1.5	8–11
HR 8799 d	7 ± 2	-4.7 ± 0.2	40 ± 5	0.62	24	\sim L7pec	Yes	S	1.5	8, 10, 11
HR 8799 e	7 ± 2	-4.7 ± 0.2	40 ± 5	0.38	14	\sim L7pec	Yes	S	1.5	10, 11, 16
β Pic b	12.7 ± 0.3	-3.78 ± 0.03	23 ± 3	0.4	9	L1	Yes	S	1.6	17–20
Planetary-Mass Companions on Wide Orbits (>100 AU)										
WD 0806-661 b	7.5 ± 1.5	...	2000 ± 500	130	2500	Y?	No	S	2.0^{d}	21–23
Ross 458 c	9 ± 3	-5.62 ± 0.03	150–800	102	1190	T8.5pec	No	B	0.6, 0.09	24–28
ROXs 42B b	10 ± 4	-3.07 ± 0.07	3 ± 2	1.2	140	L1	Yes	B	0.89, 0.36	29–33
HD 106906 b	11 ± 2	-3.64 ± 0.08	13 ± 2	7.1	650	L2.5	No	B	1.5	34, 35
GU Psc b	11 ± 2	-4.75 ± 0.15	120 ± 10	42	2000	T3.5	No	S	0.30	36
CHXR 73 b	13 ± 6	-2.85 ± 0.14	2 ± 1	1.3	210	\geq M9.5	No	S	0.30	37
SR12 C	13 ± 2	-2.87 ± 0.20	3 ± 2	8.7	1100	M9.0	No	B	1.0, 0.5	31, 38
TYC 9486-927-1 b	12–15	...	10–45	217	6900	L3	No	S	0.4	39, 40
Planetary-Mass Companions Orbiting Brown Dwarfs										
2M1207-3932 b	5 ± 2	-4.68 ± 0.05	10 ± 3	0.8	41	L3	No	S	0.024	41–44, 11
2M0441+2301 Bb	10 ± 2	-3.03 ± 0.09	2 ± 1	12/0.1	1800/15	L1	Yes	B/S	0.2, 0.018	45–47
Candidate Planets and Companions Near the Deuterium-Burning Limit										
IRXS J1609-2105 B	14 ± 2	-3.36 ± 0.09	11 ± 2	2.2	330	L2	No	S	0.85	48–51
2M0103-5515 b	13–35	-3.49 ± 0.11	45 ± 4	1.7	84	...	Yes	B	0.19, 0.17	52, 53, 11
2M0122-2439 B	12–27	-4.19 ± 0.10	120 ± 10	1.4	52	L4	No	S	0.4	53, 54
2M0219-3925 B	14 ± 1	-3.84 ± 0.05	45 ± 4	4.0	156	L4	No	S	0.11	55
AB Pic B	13–30	-3.7 ± 0.2	45 ± 4	5.5	250	L0	No	S	0.95	56, 57
CFBDSIR J1458 +1013 B	5–20	-6.74 ± 0.19	1000–5000	0.1	2.6	Y0:	Yes	S	0.01–0.04	58, 59
DH Tau b	8–22	-2.71 ± 0.12	2 ± 1	2.3	340	M9.25	No	S	0.5	60, 37, 15
Fomalhaut b	$\lesssim 2$...	440 ± 40	13	119	...	Yes	S	1.92	61–64
FU Tau B	~ 16	-2.60	2 ± 1	5.7	800	M9.25	No	S	0.05	65
FW Tau b	~ 10 –100	...	2 ± 1	2.3	330	pec	No	B	0.3, 0.3	29, 31, 66
G196-3 B	12–25	-3.8 ± 0.2	20–85	16	400	L3	No	S	0.43	67–69, 53, 44
GJ 504 b	3–30	-6.13 ± 0.03	100–6500	2.5	44	T:	Yes	S	1.16	70–73
GJ 758 B	10–40	-6.1 ± 0.2	1000–6000	1.9	29	T8:	Yes	S	1.0	74–77
GSC 6214-210 B	15 ± 2	-3.1 ± 0.1	11 ± 2	2.2	320	M9.5	No	S	0.9	50, 31, 78, 79
HD 100546 b	$\sim 10 \pm 5$...	5–10	0.48	53	...	No	S	2.4	80–82
HD 100546 c	< 20	...	5–10	0.13	13	...	No	S	2.4	83
HD 203030 B	12–30	-4.64 ± 0.07	130–400	12	490	L7.5	Yes	S	0.95	84, 85
HN Peg B	12–31	-4.77 ± 0.03	300 ± 200	43	800	T2.5	No	S	1.07	85, 86
κ And b	12–66	-3.76 ± 0.06	40–300	1.1	55	L1	No	S	2.8	87–90
LkCa 15 c ^c	< 10	...	2 ± 1	0.08	15	...	Yes	S	1.0	14, 15
LkCa 15 d	< 10	...	2 ± 1	0.09	18	...	Yes	S	1.0	14, 15
LP 261-75 B	12–26	-4.43 ± 0.09	100–200	14	450	L4.5	No	S	0.22	91, 53
ROXs12 B	16 ± 4	...	8 ± 3	1.8	210	...	Yes	S	0.9	29, 33
SDSS2249+0044 A	12–60	-3.9 ± 0.3	20–300	0.3/49	17/2600	L3	No	S/S	...	92
SDSS2249+0044 B	8–52	-4.2 ± 0.3	20–300	0.3	17	L5	No	S	0.03	92
VHS1256-1257 b	10–21	-5.05 ± 0.22	150–300	8.1	102	L7	No	B	0.07, 0.07	93, 94
WISE J0146+4234 B	4–16	-7.01 ± 0.22	1000–10000	0.09	1	Y0	Yes	S	0.005–0.016	95
WISE J1217+1626 B	5–20	-6.79 ± 0.18	1000–5000	0.08	8	Y0	No	S	0.01–0.04	96

Note. — (traduction libre)

^aMasses déduites en assumant des modèles d'évolution *hot-start*.

^bMultiplicité de l'étoile hôte à l'intérieur de l'orbite du compagnon.

^cLkCa 15 "b" de Kraus & Ireland (2012) est la planète "c" dans Sallum et al. (2015). Ici, j'utilise la nomenclature originale de Kraus et al; LkCa15 c dans cette table est la planète candidate "b" de Sallum et al.

^dMasse du progéniteur.

References. — (1) Macintosh et al. (2015); (2) Rosa et al. (2015); (3) Mamajek & Bell (2014); (4) Rameau et al. (2013a); (5) Meshkat et al. (2013); (6) De Rosa et al. (2016); (7) Rameau et al. (2016); (8) Marois et al. (2008); (9) Rajan et al. (2015); (10) Bonnefoy et al. (2016); (11) Bell et al. (2015); (12) Kraus & Ireland (2012); (13) Ireland & Kraus (2014); (14) Sallum et al. (2015); (15) Andrews et al. (2013); (16) Marois et al. (2010); (17) Lagrange et al. (2009); (18) Lagrange et al. (2010); (19) Morzinski et al. (2015); (20) Bonnefoy et al. (2013); (21) Luhman et al. (2011a); (22) Luhman et al. (2011b); (23) Rodriguez et al. (2011); (24) Goldman et al. (2010); (25) Scholz (2010); (26) Burgasser et al. (2010); (27) Burningham et al. (2011); (28) Beuzit et al. (2004); (29) Kraus et al. (2014); (30) Currie et al. (2014b); (31) Bowler et al. (2014); (32) Currie et al. (2014a); (33) Bryan et al. (2016); (34) Bailey et al. (2013); (35) Lagrange et al. (2016); (36) Naud et al. (2014); (37) Luhman et al. (2006); (38) Kuzuhara et al. (2011); (39) Deacon et al. (2016); (40) Neill Reid et al. (2008); (41) Chauvin et al. (2004); (42) Chauvin et al. (2005); (43) Barman et al. (2011); (44) Allers & Liu (2013); (45) Todorov et al. (2010); (46) Todorov et al. (2014); (47) Bowler & Hillenbrand (2015); (48) Lafrenière et al. (2008); (49) Lafrenière et al. (2010); (50) Ireland et al. (2011); (51) Wu et al. (2015); (52) Delorme et al. (2013); (53) Bowler et al. (2013); (54) Hinkley et al. (2015); (55) Artigau et al. (2015); (56) Chauvin et al. (2005); (57) Bonnefoy et al. (2010); (58) Liu et al. (2011); (59) Liu et al. (2012); (60) Itoh et al. (2005); (61) Kalas et al. (2008); (62) Kalas et al. (2013); (63) Mamajek (2012); (64) Janson et al. (2012); (65) Luhman et al. (2009); (66) White & Ghez (2001); (67) Rebolo (1998); (68) Zapatero Osorio et al. (2010); (69) Gaidos et al. (2014); (70) Kuzuhara et al. (2013); (71) Janson et al. (2013a); (72) Fuhrmann & Chini (2015); (73) Skemer et al. (2016); (74) Thalmann et al. (2009); (75) Currie et al. (2010); (76) Janson et al. (2011b); (77) Vigan et al. (2016); (78) Bowler et al. (2011); (79) Lachapelle et al. (2015); (80) Quanz et al. (2013); (81) Currie et al. (2014c); (82) Quanz et al. (2015); (83) Currie et al. (2015); (84) Metchev & Hillenbrand (2006); (85) Tokovinin (2014); (86) Luhman et al. (2007); (87) Carson et al. (2013); (88) Hinkley et al. (2013); (89) Bonnefoy et al. (2014); (90) Jones et al. 2016; (91) Reid & Walkowicz (2006); (92) Allers et al. (2010); (93) Gauza et al. (2015); (94) Stone et al. (2016); (95) Dupuy et al. (2015); (96) Liu et al. (2012)

donc de la distance) ainsi que de l'âge (voir Figure 1.4), qu'on connaît souvent de manière imprécise (voir section 1.5). La masse estimée a donc typiquement une grande incertitude, ce qui laisse parfois une confusion sur la nature de l'objet (voir discussion sur la définition d'une planète, section 1.1). Une liste assez complète des compagnons détectés par imagerie a récemment été compilée par Bowler (2016), et est présentée à la Table 1.1. Ce dernier distingue 8 compagnons proches (moins de 100 au de leur étoile), y compris les 4 planètes d'HR 8799 et la planète de β Pictoris, et deux des découvertes plus récentes qu'on voit à la Figure 1.19: celle de la planète d'environ $2 M_{\text{Jup}}$ à ~ 13 au de 51 Eri b, faite avec GPI (Macintosh et al. 2015), et celle de la planète d'environ $5 M_{\text{Jup}}$ situé à 56 au de l'étoile HD 95086 (Rameau et al. 2013a). À cette liste s'ajoute HD 131399Ab, une planète d'environ $4 M_{\text{Jup}}$ découverte par SPHERE à 82 ± 6 au de HD 131399A, une étoile qui possède aussi deux compagnons stellaires (Wagner et al. 2016). Bowler (2016) inclut aussi à sa liste 8 compagnons lointains à plus de 100 au de leur étoile, dont GU Psc b (Naud et al. 2014) et Ross 458 AB c (Burgasser et al. 2010; Goldman et al. 2010), et 2 compagnons de masse planétaire autour de naines brunes (2M 1207-3932 et 2M0441+2301 Bb). Finalement, il répertorie une liste de 28 compagnons qui sont encore incertains ou pour lesquels la masse estimée pourrait être, ou non, sous $13 M_{\text{Jup}}$. La figure 1.21 montre ces objets sur un graphique présentant la luminosité en fonction de l'âge. Plusieurs compagnons détectés jusqu'à présent se trouvent à la limite du brûlage du deutérium qui distingue planètes et naines brunes.

L'imagerie est la seule méthode de détection qui permet de sonder efficacement les régions externes autour des étoiles et est donc essentielle pour établir des statistiques sur la présence de planètes à ces distances (voir section 1.4). Afin de s'assurer qu'un objet détecté est bien lié gravitationnellement à l'étoile et qu'il n'est pas un faux positif (objet d'arrière-plan), il faut au moins confirmer que son mouvement propre, i.e. la variation angulaire de son ascension droite α (notée μ_α) et de sa déclinaison δ (notée μ_δ), est cohérent avec celui de l'étoile hôte (voir section 1.5). Un avantage indéniable de la méthode est de pouvoir, relativement facilement, conduire toute une série d'observations supplémentaires pour *caractériser* la planète: mesurer sa luminosité dans différentes bandes, prendre des spectres dans divers domaines spectraux, mesurer l'évolution de sa position par rapport à l'étoile ou encore étudier l'évolution de sa

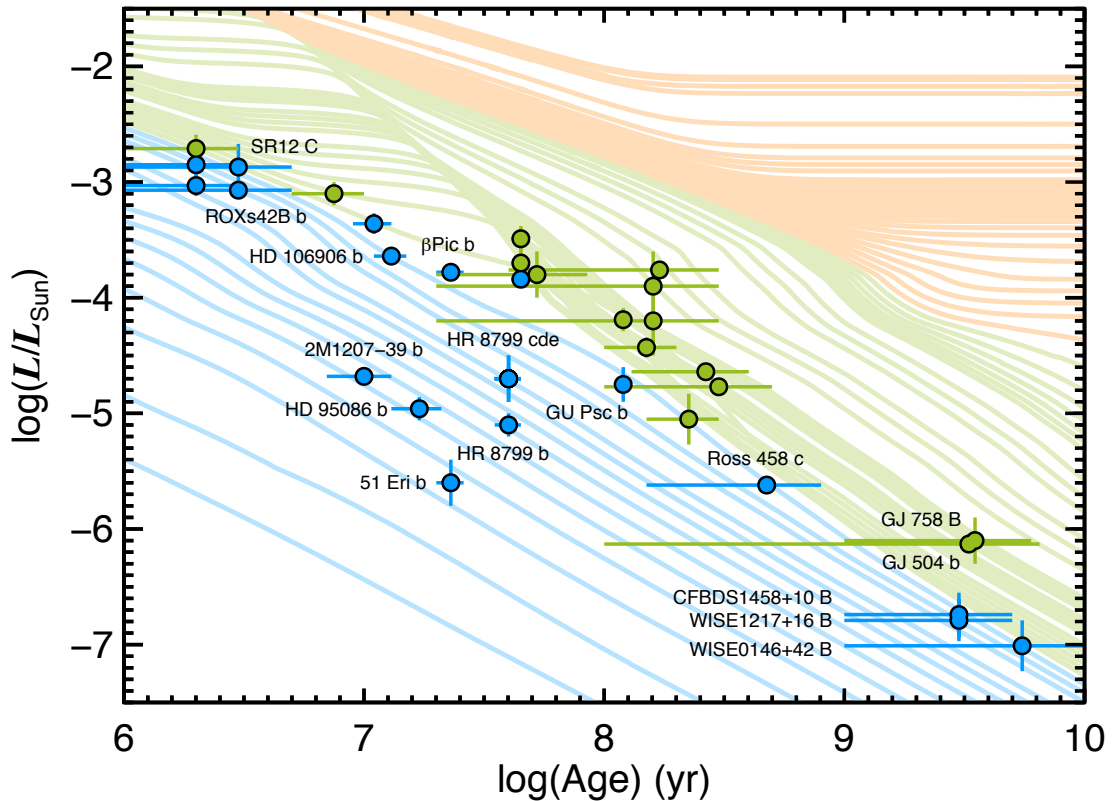


FIGURE 1.21 Luminosité et âge de plusieurs compagnons de faible masse détectés par imagerie (masse planétaire en bleu, naines brunes en vert). Les courbes iso-masse du modèle évolutif de Burrows et al. (1997) sont montrées pour des objets de masse planétaire (ici $<14 M_{\text{Jup}}$, en bleu), pour les naines brunes ($14 - 80 M_{\text{Jup}}$, en vert) et pour les étoiles ($>80 M_{\text{Jup}}$, en orange). Plusieurs objets se trouvent à cheval sur la masse qui limite le domaine des planètes ($13 M_{\text{Jup}}$). Figure tirée de Bowler (2016).

luminosité dans le temps pour en apprendre plus sur la dynamique de l’atmosphère et la période de rotation (voir section 1.5).

1.4 Fréquence, distribution et caractéristiques des exoplanètes connues

Avec le nombre et la diversité d’exoplanètes connues qui croissent rapidement, il est possible de commencer à faire des analyses statistiques. Il faut être vigilant lorsqu’on tente de conclure des propriétés générales à partir du nombre encore limité de planètes détectées, surtout à cause des importants biais des différentes méthodes de détection, qui ne sont pas toujours faciles à évaluer et à corriger. Bien que les informations dégagées jusqu’à maintenant soient encore morcelées, certaines caractéristiques générales et corrélations commencent à se dégager. Ces informations permettent à leur tour d’orienter les futures recherches de planètes, mais aussi de valider les théories de formation et d’évolution des systèmes planétaires. Cette section présente d’abord, pour la population générale d’exoplanètes, l’étendue de la diversité observée, en présentant quelques cas particuliers, puis un estimé de la fréquence des exoplanètes, avec un accent sur celles qui font l’objet de la présente thèse, les exoplanètes géantes à grande séparation détectées par imagerie directe autour d’étoiles de faible masse appartenant à des associations jeunes.

1.4.1 Faits saillants sur la population générale d’exoplanètes

Plus de 3000 planètes sont connues à ce jour (voir références données à la section 1.1 pour une liste exhaustive). Une des surprises apportées par la jeune science des exoplanètes est la diversité de ces dernières. Un graphique incontournable pour comprendre d’un coup d’oeil l’état des découvertes actuelles et l’étendue de cette diversité est celui qui présente la masse des exoplanètes en fonction de leur distance orbitale¹⁷ (Figure 1.22).

Un premier aspect frappant de ce diagramme est que les planètes couvrent une vaste

17. À noter que les masses montrées pour les planètes trouvées par vitesse radiale sont des masses inférieures ($m \sin(i)$), tandis que les masses pour les planètes trouvées par imagerie sont évaluées au moyen de modèles évolutifs qui nécessitent une connaissance de l’âge. Pour les planètes trouvées par imagerie et micro-lentille gravitationnelle, la distance est une séparation projetée.

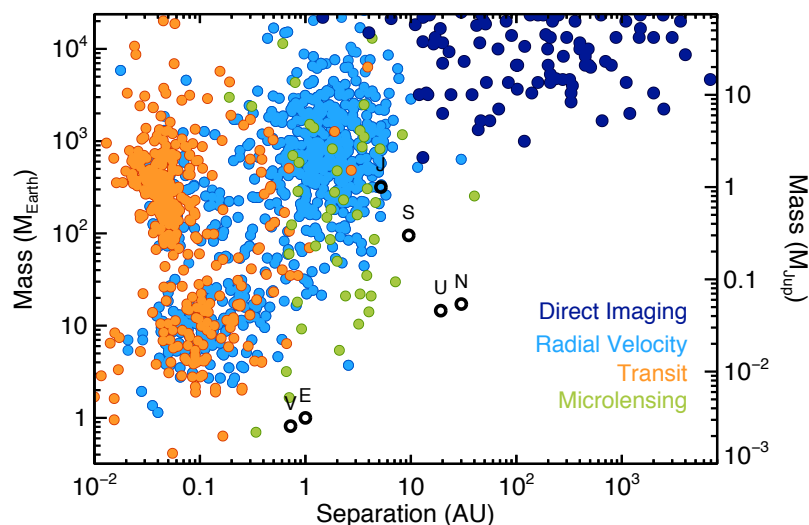


FIGURE 1.22 La masse et la distance orbitale des exoplanètes connues ainsi que des planètes du Système solaire. La plupart des exoplanètes ont été détectées par des méthodes indirectes, notamment la méthode du transit, en orange, et celle de vitesse radiale, en bleu pâle. Cette compilation de planètes provient de exoplanet.eu (avril 2016). Quelques dizaines d'exoplanètes ont été détectées par imagerie directe (en bleu foncé, compilation de littérature faite par Bowler 2016). Les différentes méthodes sont efficaces pour trouver des planètes dans différentes plages de distance orbitales/périodes. Figure tirée de Bowler (2016).

gamme de séparations angulaires. Dans notre Système solaire, les planètes couvrent des séparations qui vont de 0.39 au (Mercure) à 30 au (Neptune). Parmi les exoplanètes, on trouve des jupiters chauds à des centièmes d'unités astronomiques et des planètes géantes détectées directement par imagerie à plus d'une centaine d'unités astronomiques. Ces planètes aux deux extrêmes ont d'ailleurs constitué des défis pour les théoriciens qui tentaient d'expliquer leur présence (voir chapitre 1.2). Un autre aspect frappant est qu'il existe des compagnons beaucoup plus massifs que les planètes du Système solaire. Les principales méthodes de détection (transit, vitesse radiale, imagerie) étant plus sensibles à ces objets, la majorité des exoplanètes détectées jusqu'aux années 2010 étaient des géantes gazeuses. Le télescope Kepler a changé cela: Batalha (2014) a déterminé que 85% des planètes détectées par Kepler ont la taille de Neptune ou moins, alors que 86% des planètes détectées jusqu'alors (en 2014) par tout autre moyen avaient la taille de Neptune. À l'autre extrémité de la plage de masse, des exoplanètes très peu massives ont aussi été détectées, malgré la difficulté technique que cela implique. C'est le cas par exemple des toutes premières planètes détectées, en orbite autour du pulsar PSR

1257 12, dont l'une a une masse qui est seulement légèrement supérieure à celle de la Lune ($M_p = 0.02 M_\oplus$, Wolszczan & Frail 1992; Wolszczan 1994), ou encore de la planète Kepler-138b (Jontof-Hutter et al. 2015), qui aurait un rayon de 50% de celui de la Terre (similaire à Mars) et une masse de moins de 15% de celle de la Terre.

La Figure 1.6 montre des courbes des densités associées à divers types/compositions de planètes, de même que quelques planètes dont la masse et le rayon sont connus¹⁸. On constate que la densité moyenne des exoplanètes, et conséquemment leur composition, sont aussi très diversifiées. Parmi les planètes très massives, certaines ont des densités plus faibles que Saturne (la moins dense dans le Système solaire, à 0.6 g/cm^3), comme Kepler-12 b, à $0.101 - 0.121 \text{ g/cm}^3$ (Fortney et al. 2011), tandis que d'autres ont des densités assez élevées pour suggérer une fraction de métaux très élevée, probablement contenus dans un noyau qui occupe une fraction importante du volume, comme la géante gazeuse HAT-P-20 b, un objet de $\sim 7.3 M_{\text{Jup}}$ avec $12.3 - 15.3 \text{ g/cm}^3$ (Bakos et al. 2011). Parmi les planètes moins massives, certaines ont des densités faibles, qui correspondent davantage à la composition d'une géante glacée (comme Neptune, 1.63 g/cm^3), par exemple Kepler-11 b, $1.9 M_\oplus$, à 1.7 g/cm^3 (Lissauer et al. 2011), tandis que d'autres semblent avoir une densité suffisamment élevée pour avoir une fraction importante d'eau, comme GJ 1214 b, $6.47 M_\oplus$, 1.87 g/cm^3 (Charbonneau et al. 2009), ou encore une composition rocheuse comme la Terre (5.5 g/cm^3), comme CoRot-7b, $6.9 M_\oplus$, 6.2 g/cm^3 (Léger et al. 2009) ou Kepler-10b, $3.3 - 5.7 M_\oplus$, $5.9 - 10.9 \text{ g/cm}^3$ (Batalha et al. 2011).

Pour le peu qu'on en sache jusqu'à maintenant sur la composition et la structure des atmosphères, on retrouve beaucoup de diversité aussi. Par exemple, deux des jupiters chauds les mieux étudiés, entre autres par spectroscopie de transit, HD 209245 b ($0.71 M_{\text{Jup}}$ à 0.04 au, étoile hôte G0) et HD 189733 b ($1.14 M_{\text{Jup}}$ à 0.03 au, étoile hôte K1.5), sont très différentes. La première, plus irradiée par son étoile, présente, comme les géantes du Système solaire, une inversion de la température à une certaine profondeur de son atmosphère¹⁹, et la différence de température jour/nuit, qui peut être évaluée en étudiant sa courbe de lumière, présente une

18. On en connaît aujourd'hui beaucoup plus, voir par exemple phl.upr.edu/library/notes/exoplanetsmr, mise à jour le 2 juin 2016.

19. Dans cette couche, appelée la stratosphère, la température augmente avec la profondeur plutôt que de diminuer, à cause d'un gaz qui absorbe l'excédent de lumière incidente. Sur Terre, c'est l'ozone O_3 qui joue ce rôle, tandis que pour les géantes du Système solaire, c'est le méthane CH_4 . Pour les jupiters chaud, c'est vraisemblablement l'oxyde de titane ou de vanadium (TiO , VO).

grande variation parce que l'énergie est ré-émise avant d'être redistribuée. Pour la seconde, plus massive et recevant moins de flux de l'étoile, aucune inversion de température n'est détectée, et la variation de température jour/nuit est beaucoup plus faible (Perryman 2011). Pour ce qui est des planètes moins massives, la plupart observées à ce jour, GJ 1214b ou GJ 436 b par exemple, possèdent des nuages et/ou de la brume à haute altitude (Kreidberg et al. 2014; Knutson et al. 2014), qui empêchent pour le moment une caractérisation plus poussée de leur atmosphère par spectroscopie de transit dans le visible/infrarouge. D'autres types d'observation pourraient contribuer à élucider le mystère de la composition et de la dynamique de ces atmosphères (Morley et al. 2015).

Une variété étonnante se trouve aussi chez les hôtes d'exoplanètes, ce qui laisse croire que le processus de formation de planète est assez universel. Les planètes détectées par imagerie sont un bon exemple: leurs hôtes ont des masses très variées: des naines brunes de $0.02 M_{\odot}$ aux étoiles A de $1.5 M_{\odot}$. Les hôtes présentent aussi une variété d'âges et de niveaux d'évolution: plusieurs planètes détectées par imagerie se trouvent dans des régions de formation stellaire et sont vraisemblablement très jeunes (comme les étoiles T Tauri comme GQ Lup b, dans le nuage Lupus I, ~ 1 Ma, Neuhäuser et al. 2005, ou 1RXS 1609 b, dans l'association Upper Scorpius, $\sim 5-6$ Ma, Lafrenière et al. 2008). Une planète géante transitant autour de K2-33, une étoile de $5-10$ Ma, vient aussi d'être détectée grâce à Kepler (David et al. 2016). Grâce entre autres à la méthode de chronométrage, on connaît aussi des planètes autour d'étoiles évoluées comme des sous-naines chaudes Silvotti et al. (2007); Lee et al. (2009) et même autour de cadavres stellaires comme des pulsars et des naines blanches (Wolszczan & Frail 1992; Sigurdsson et al. 2003).

Il y a aussi de plus en plus de planètes dites « circumbinaires » connues, qui orbitent autour des deux étoiles d'un système binaire (par exemple Kepler-16 (AB) b Doyle et al. 2011 ou Ross 458(AB)c, Goldman et al. 2010). Aussi, plusieurs planètes orbitent autour d'une des étoiles d'un système binaire, comme τ Boo A, une étoile de type F7V qui a aussi un compagnon stellaire de type M2 V (Butler et al. 1997), ou 55 Cnc A, une étoile de type G8 V qui a tout un système planétaire en plus d'un compagnon stellaire de type M (Fischer et al. 2008), ou même multiple, comme GJ 667, qui comprend trois étoiles de types K3V+K5V+M1.5V, et

où c'est l'étoile la moins massive du système qui a au moins deux compagnons planétaires (Anglada-Escude et al. 2012) ou encore HD 131399Ab, une planète d'environ $4 M_{\text{Jup}}$ qui orbite autour d'une étoile de type spectral A, qui a aussi deux compagnons stellaires de type G et K (Wagner et al. 2016).

L'architecture des systèmes planétaires (nombre, masse et orbite des planètes d'un même système) est encore méconnue, certaines régions de l'espace et certaines plages de masses étant encore inaccessibles, mais le nombre de planètes dans des systèmes multiplanétaires augmente rapidement. Le télescope Kepler, à lui seul, en a identifié des centaines (Winn & Fabrycky 2015). La méthode de vitesse radiale a aussi permis de détecter plusieurs systèmes à plusieurs planètes. Certains systèmes détectés ont une demie-douzaine de planètes ou plus, comme celui de l'étoile de type solaire HD 10180, qui aurait de 7 à 9 planètes entre ~ 1.5 et $65 M_{\oplus}$ et 0.02 à 3.5 au, détectées par vitesse radiale (Lovis et al. 2011; Tuomi 2012) ou encore Kepler-90 (KOI-351), qui aurait 7 planètes confirmées: 2 rocheuses, trois mini-Neptunes et 2 géantes gazeuses, arrangées comme dans notre Système solaire avec les moins massives plus proches de l'étoile et les géantes gazeuses plus loin (Cabrera et al. 2013). Étant donné les biais de l'observation par transit et vitesse radiale, qui favorisent la détection de planètes proches de leur étoile, la plupart des systèmes multiplanétaires connus sont très compacts, mais ils présentent néanmoins une grande diversité dans le nombre, la nature et l'agencement des planètes.

1.4.2 Fréquence et distribution des planètes

Comme le suggère la grande diversité des planètes et systèmes planétaires ainsi que l'augmentation rapide du nombre de planètes connue, les plus récentes études statistiques montrent que les planètes sont répandues, et qu'une majorité d'étoiles en possèdent. Différents relevés, utilisant des méthodes de détection diverses, estiment, selon leurs limites propres, les premières estimations du nombre moyen de planètes par étoile, ou, de manière équivalente, la fraction d'étoiles avec au moins une planète de quelque sorte. Elles permettent généralement de déterminer cette quantité pour des planètes dans des plages données de masse/rayon et de distances orbitales/périodes densité, autour d'hôtes de masses, métallicités, multiplicités,

âges spécifiques.

Du côté des transits, Fressin et al. (2013) ont analysé les données du télescope spatial Kepler après 16 mois d’observation (Batalha et al. 2012). Leur analyse suggère que 70% des étoiles ont au moins une planète à l’intérieur d’une unité astronomique. En vitesse radiale, il est possible de sonder une région un peu plus éloignée des étoiles: Mayor et al. (2011), en se basant sur 8 ans d’observation sur ~ 800 étoiles de type solaire (F tardif à K tardif) avec le spectrographe HARPS (et son prédécesseur CORALIE), ont déterminé qu’au minimum $\sim 65\%$ de ces étoiles ont au moins une planète sur une orbite avec une période inférieure à 10 ans (~ 5 au). Au delà de cette distance, la durée finie des sondage en vitesse radiale limite la détection de planète. Les résultats les plus globaux viennent probablement de la méthode de micro-amplification gravitationnelle, qui bien qu’elle ait permis de détecter un nombre limité de planète est intéressante pour établir des statistiques sur une plage plus grande de distance orbitale. L’étude de Cassan et al. (2012), qui exploite les résultats obtenus entre 2002 et 2007 avec les réseaux OGLE et PLANET, conclue que les étoiles de la Galaxie²⁰ possèdent en moyenne $1.6^{+0.72}_{-0.89}$ planètes de plus de $5 M_{\oplus}$, entre 0.5 et 10 au.

1.4.2.1 Exoplanètes géantes

Les résultats à ce jour suggèrent que les exoplanètes géantes gazeuses sont beaucoup plus rares que les planètes de masse inférieure. La courbe de la distribution selon la masse des planètes connues montre une forte diminution vers les plus grandes masses (Figure 1.23 a). Cela n’est pas le fruit d’un biais observationnel, car les méthodes de détection sont généralement plus sensibles aux planètes plus massives. Grossièrement, on peut ajuster à la distribution une loi de puissance (Marcy et al. 2008; Cumming et al. 2008). Tracer la distribution selon le logarithme de la masse (Figure 1.23 b) permet de voir apparaître deux maxima dans la distribution: un dans le régime des super-terres/neptunes et un autre, plus modeste, à environ la masse de Jupiter (Mayor et al. 2011). La plage de masses entre les deux pics correspond à celle où se fait l’accrétion très rapide de gaz, selon la théorie de formation par accrétion séquentielle présentée à la section 1.2.1. Ainsi, les planètes passent très peu de temps dans

20. À noter que leur échantillon est « biaisé » envers les étoiles les plus communes, celles de faible masse.

cette plage de masse, ce qui explique leur rareté.

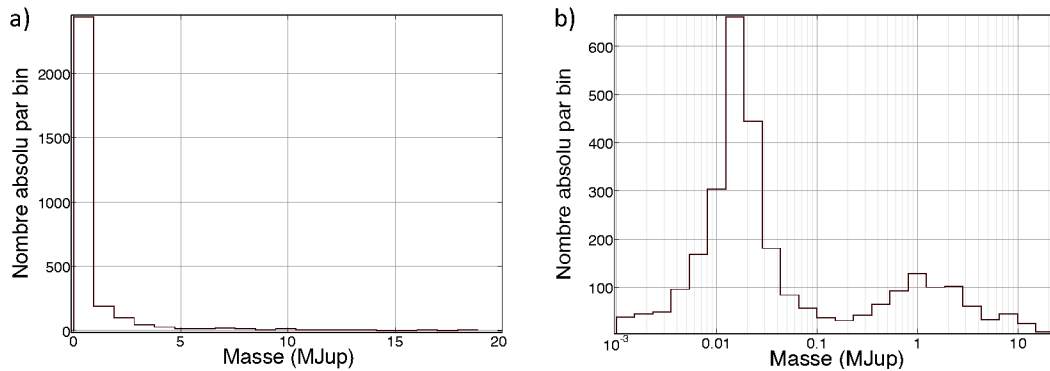


FIGURE 1.23 Distribution des planètes selon la masse (ou la masse minimum), pour les 2933 planètes confirmées sur www.exoplanets.org, le 11 juillet 2016. Aucune correction n’est faite pour les biais des méthodes de détection. **a)** Sur une échelle linéaire, on voit que la distribution suit globalement une loi de puissance $dN/dM = M^\alpha$, avec un exposant négatif. **b)** Sur une échelle logarithmique, on réalise que la distribution est bimodale, avec un pic à quelques M_\oplus et un autre autour de $1 M_{\text{Jup}}$.

Santerne et al. (2016) ont utilisé des observations en vitesse radiale avec SOPHIE de planètes détectées en transit par Kepler pour déterminer l’occurrence des exoplanètes géantes à des périodes de moins de 400 jours, soit un peu plus d’une unité astronomique, à $4.6 \pm 0.6\%$. Santerne et al. (2016) divisent leur échantillon en 3 populations, selon la période: les jupiters chauds, les géantes de la « period valley » et les géantes tempérées (1 – 10 jours, 10 – 85 jours, 85 – 400 jours, respectivement). La Figure 1.24 résume leur résultats, et les compare aux études les plus récentes en vitesse radiale (notamment Mayor et al. 2011, qui utilise HARPS et CORALIE) et en transit (Fressin et al. 2013 qui utilisent les 6 premiers trimestres - Q1 à Q6 - de Kepler). On voit qu’environ 0.5 – 1% des étoiles possèdent un Jupiter chaud²¹, $\sim 1\%$ une géante de la « period valley » et $\sim 3\%$ une géante tempérée. Selon la période, on observe un maximum pour les jupiters chauds, suivi d’une diminution modeste au delà de 4 – 5 jours, et d’une augmentation autour de quelques dizaines de jours se terminant par un plateau à environ 3% au delà d’une centaine de jours.

L’analyse de Mayor et al. (2011), en vitesse radiale, a permis d’étudier la population de

21. La différence observée les résultats des différents relevés ($\sim 0.5\%$ pour les résultats basés sur les planètes Kepler et environ 1% pour les autres) pourrait être expliquée par une différence de métallicité entre les étoiles du champ de Kepler et celles du voisinage solaire.

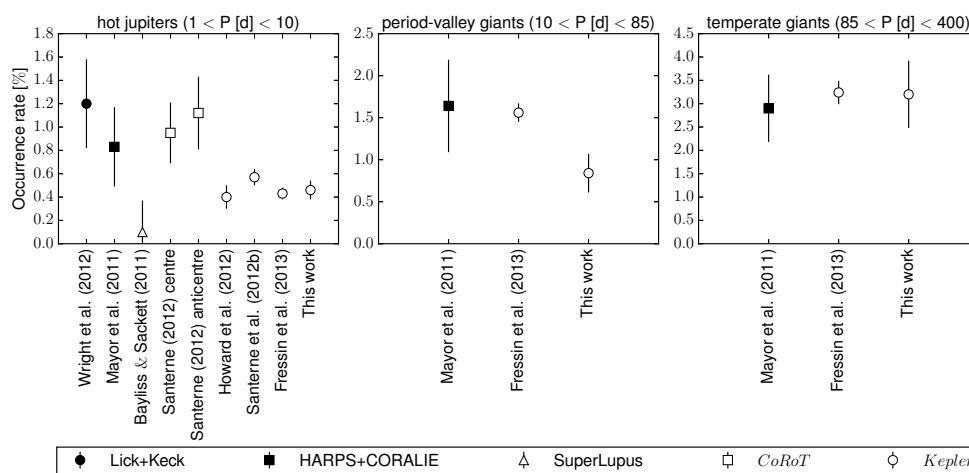


FIGURE 1.24 Fréquence des planètes géantes ($>50 M_{\oplus}$) à moins de 400 jours de période. La fréquence est décortiquée selon 3 plages de périodes: les jupiters chauds (1 – 10 jours), **à gauche**, les géantes de la « period valley » (10 – 85 jours), **au centre** et les géantes tempérées (85 – 400 jours), **à droite**. Notez que les échelles verticales ne sont pas les mêmes: les géantes tempérées sont plus fréquentes que les jupiters chauds et les deux sont plus fréquents que les géantes de la « period valley ». Les résultats de l'étude de Santerne et al. (2016), qui utilisent des observations en vitesse radiale de candidates détectées en transit par Kepler, sont comparés à ceux des études les plus récentes en vitesse radiale (notamment Mayor et al. 2011) et en transit (Fressin et al. 2013). Les résultats sont globalement compatibles. Figure tirée de Santerne et al. (2016).

planètes géantes un peu plus loin. Ils ont déterminé que la fréquence de ces dernières (définies ici comme étant $> 50 M_{\oplus}$) est d'environ 14% sur des orbites à moins de 10 ans de période (ou 10% si on utilise plutôt la définition de $> 100 M_{\oplus}$). En extrapolant la distribution des planètes détectées sur 8 ans par vitesse radiale avec le Keck (qui avaient une distance orbitale maximale d'environ 5 au), Cumming et al. (2008) ont tenté d'établir la fréquence de planètes géantes dans une région encore plus éloignée. Ils ont obtenu que 17 – 19% des étoiles solaires auraient une planète géante ($\gtrsim 100 M_{\oplus}$) en-deçà de 20 au (orbite d'Uranus, soit environ 90 ans de période). Il n'est pas clair si une telle extrapolation est représentative de la réalité.

Au delà d'une dizaine de masses de Jupiter, on est dans la queue de la distribution montrée à la Figure 1.23. C'est le fameux « désert des naines brunes », une rareté de compagnons sous-stellaire de masse supérieure à $\sim 10 - 13 M_{\text{Jup}}$ à faible distance ($\lesssim 3 - 5$ au), identifiée dès la fin des années 1990 (Marcy & Butler 2000). Le récent sondage en vitesse radiale de candidates de Kepler effectué par Santerne et al. (2016) trouve que le pourcentage d'étoiles avec un compagnon naine brune en deçà de 400 jours est de seulement $0.29 \pm 0.17\%$, un pourcentage faible, comparé aux exoplanètes massives: $4.6 \pm 0.6\%$. C'est aussi faible comparé aux

compagnons stellaires: $5 \pm 2\%$ des étoiles en auraient d’après l’étude de Grether & Lineweaver (2006). Par contre, les relevés en imagerie ont rapidement montré (par exemple Gizis et al. 2001) que le phénomène est moins marqué ou même inexistant à grande séparation. Metchev & Hillenbrand (2009) trouvent que $3.2^{+3.1}_{-2.7}\%$ des étoiles ont un compagnon de $12 - 72 M_{\text{Jup}}$ entre 28 et 1590 au. Récemment, grâce à leur étude effectuée en vitesse radiale, Troup et al. (2016) avancent que le désert se limite en fait à de très faibles séparations ($\lesssim 0.1 - 0.2$ au).

TABLE 1.2 Relevés en imagerie directe profonde d’étoiles jeunes (< 100 Ma) et intermédiaire-vieilles à vieilles ($0.1 - 5$ Ga), proches (< 100 pc) dédiés à la recherche de compagnons de masse planétaire. Table reproduite de Chauvin et al. (2015).

Reference	Telescope	Instr.	Mode	Filter	FoV ("×")	#	SpT	Age (Myr)
Chauvin et al. (2003)	ESO3.6m	ADONIS	Cor-I	<i>H, K</i>	13×13	29	GKM	$\lesssim 50$
Neuhäuser et al. (2003)	NTT	Sharp	Sat-I	<i>K</i>	11×11	23	AFGKM	$\gtrsim 50$
	NTT	Sofi	Sat-I	<i>H</i>	13×13	10	AFGKM	$\lesssim 50$
Lowrance et al. (2005)	HST	NICMOS	Cor-I	<i>H</i>	19×19	45	AFGKM	$10 - 600$
Masciadri et al. (2005)	VLT	NaCo	Sat-I	<i>H, K</i>	14×14	28	KM	$\lesssim 200$
Biller et al. (2007)	VLT	NaCo	SDI	<i>H</i>	5×5	45	GKM	$\lesssim 300$
	MMT		SDI	<i>H</i>	5×5	-	-	-
Kasper et al. (2007)	VLT	NaCo	Sat-I	<i>L'</i>	28×28	22	GKM	$\lesssim 50$
Lafrenière et al. (2007)	Gemini-N	NIRI	ADI	<i>H</i>	22×22	85		$10-5000$
Apai et al. (2008) ^a	VLT	NaCo	SDI	<i>H</i>	3×3	8	FG	$12-500$
Chauvin et al. (2010)	VLT	NaCo	Cor-I	<i>H, K</i>	28×28	88	BAFGKM	$\lesssim 100$
Heinze et al. (2010a,b)	MMT	Clio	ADI	<i>L', M</i>	15.5×12.4	54	FGK	$100-5000$
Janson et al. (2011a)	Gemini-N	NIRI	ADI	<i>H, K</i>	22×22	15	BA	$20-700$
Vigan et al. (2012)	Gemini-N	NIRI	ADI	<i>H, K</i>	22×22	42	AF	$10-400$
	VLT	NaCo	ADI	<i>H, K</i>	14×14	-	-	-
Delorme et al. (2012)	VLT	NaCo	ADI	<i>L'</i>	28×28	16	M	$\gtrsim 200$
Rameau et al. (2013b)	VLT	NaCo	ADI	<i>L'</i>	28×28	59	AF	$\gtrsim 200$
Yamamoto et al. (2013)	Subaru	HiCIAO	ADI	<i>H, K</i>	20×20	20	FG	125 ± 8
Biller et al. (2013)	Gemini-S	NICI	Cor-ASDI	<i>H</i>	18×18	80	BAFGKM	$\lesssim 200$
Brandt et al. (2013)	Subaru	HiCIAO	ADI	<i>H</i>	20×20	63	AFGKM	$\lesssim 500$
Nielsen et al. (2013)	Gemini-S	NICI	Cor-ASDI	<i>H</i>	18×18	70	BA	$50-500$
Wahhaj et al. (2013) ^a	Gemini-S	NICI	Cor-ASDI	<i>H</i>	18×18	57	AFGKM	~ 100
Janson et al. (2013b) ^a	Subaru	HiCIAO	ADI	<i>H</i>	20×20	50	AFGKM	$\lesssim 1000$

Notes (traduction libre): Nous avons indiqué le télescope et l’instrument, le mode d’imagerie (Cor-I: imagerie coronagraphique; Sat-I; imagerie saturée; I: imagerie; SDI: imagerie différentielle simultanée; ADI: imagerie différentielle angulaire; ASDI: imagerie différentielle angulaire et spectrale), les filtres, le champ de vue (*field of view*; FoV), le nombre d’étoiles observées (#), et leurs types spectraux (SpT) et ages (Ages). (^a): Relevés dédiés aux planètes autour d’étoiles avec disques de débris.

En fait, à plus de 10 ans de période (~ 5 au), il faut plutôt compter sur la méthode d’imagerie directe pour établir la population d’exoplanètes géantes. Depuis le début des années 2000, différents relevés ont été effectués en imagerie directe. Le tableau 1.2, repris de Chauvin et al. (2015), résume les caractéristiques de certains de ces relevés. Bowler (2016) présente une méta-analyse qui regroupe la plupart des relevés effectués en imagerie jusqu’à maintenant, notamment les relevés GDPS (effectué à Gemini Nord avec NIRI; Lafrenière et al. 2007) et

IDPS (effectué à différents télescope; Vigan et al. 2012), plusieurs programmes effectués avec NaCo au VLT Chauvin et al. (2010); Rameau et al. (2013b); Chauvin et al. (2015), le Gemini NICI Planet-Finder (effectué à Gemini Sud; Biller et al. 2013; Nielsen et al. 2013; Wahhaj et al. 2013), le relevé SEEDS (effectué au HiCIAO au télescope Subaru; Janson et al. 2013b; Brandt et al. 2014) et PALMS, effectué au Keck et au Subaru (Bowler et al. 2015). Sa méta-analyse, qui inclue 384 étoiles, permet de conclure que les planètes de $5 - 13 M_{\text{Jup}}$ entre 30 et 300 au sont assez rares: on les trouve autour de $0.6^{+0.7}_{-0.5}\%$ des étoiles seulement (voir Figure 1.25). Ces résultats sont compatibles avec ceux du relevé IDPS (Galicher et al. 2016), qui ont observé un total de 292 étoiles avec 4 différents instruments sur une période de 14 ans, et qui trouvent que $1.05^{+2.80}_{-0.70}\%$ des étoiles ont au moins une planète géante de $0.5 M_{\text{Jup}}$ à $14 M_{\text{Jup}}$ entre 20 et 300 au. Ce faible pourcentage est logique dans l’optique où les corps de masse planétaire sont formés majoritairement dans les disques, et qu’à grande distance, la faible densité ne permet pas la formation de planètes géantes avant l’évaporation du disque. D’autres mécanismes, sans doute plus marginaux, doivent donc opérer pour expliquer la présence de ces objets (voir section 1.2.1.1). La plage de séparation se trouvant entre les résultats obtenus par imagerie et ceux obtenus par vitesse radiale (région entre ~ 5 au et $20 - 30$ au) est encore mal contrainte. Les instruments dédiés à l’imagerie directe de deuxième génération (GPI/Gemini-Sud, SPHERE/VLT) ont d’ailleurs été conçus pour cibler cette plage de distance pour les planètes géantes.

La région au-delà de quelques centaines d’unités astronomiques, l’objet de la présente thèse, n’a pas non plus été beaucoup étudiée jusqu’à maintenant. Une des raisons est un biais « Système solaire - centrique »: on a tendance à chercher pour des exoplanètes là où on les trouve dans le Système Solaire, i.e. à quelques dizaines d’unités astronomiques au plus. Une autre raison est que théoriquement, comme on l’a vu à la section 1.2.1.1, on ne s’attend pas à trouver de nombreux compagnons à grande distance, là où le disque protoplanétaire est très mince ou inexistant. Finalement, une dernière raison est technique: les relevés en imagerie directe, qui peuvent sonder les régions plus éloignées autour de l’étoile, utilisent généralement des procédés d’imagerie haut contraste qui limitent le champ de vue. Pour une cible à 50 pc, un instrument de première génération dédié à l’imagerie haut contraste comme NICI, avec son

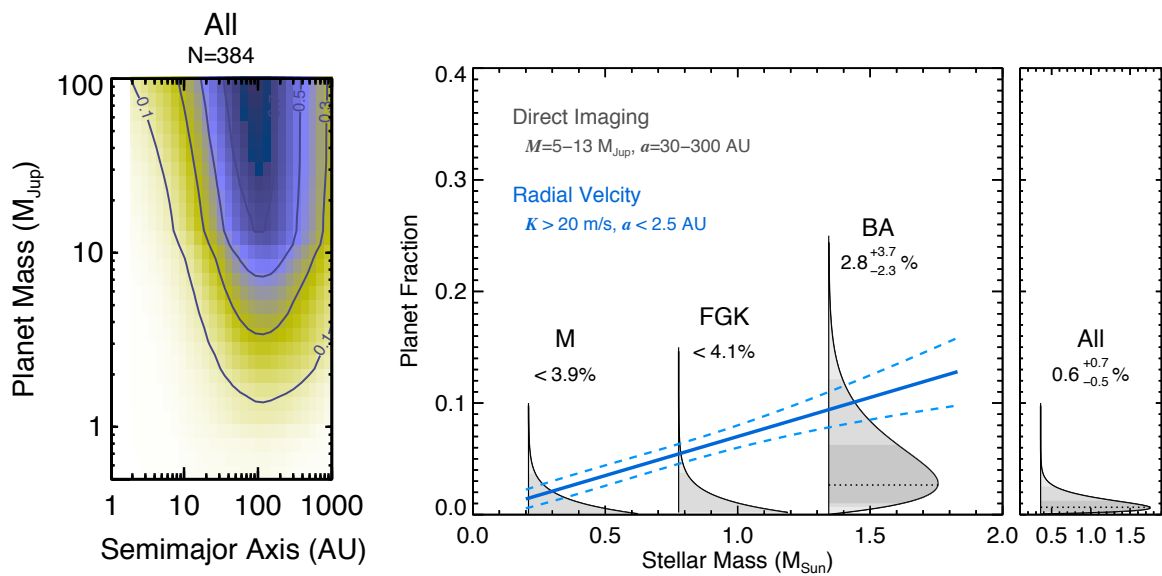


FIGURE 1.25 Méta-analyse de Bowler (2016), comprenant 384 étoiles observées par imagerie directe. **À gauche**, la limite de sensibilité de l’analyse, qui montre où elle est le plus sensible. Les contours montrent les limites de sensibilité (10%, 30%, 50%, 70%), c’est-à-dire le pourcentage de complétude de l’étude pour différentes plages de masses planétaires et de séparations angulaires. **À droite**, les résultats sont comparés pour différents types d’étoiles. Figures tirées de Bowler (2016).

champ de vue de $18'' \times 18''$ était donc limité à la région allant jusqu'à 450 au. Les champs de vue des instruments de seconde génération comme GPI sont encore plus petits, donc la région sondée est encore plus proche de l'étoile. Le domaine des exoplanètes apportant beaucoup de surprises, il est toutefois intéressant et pertinent de sonder toutes les plages de distance où un compagnon pourrait être lié gravitationnellement. Les résultats présentés dans cette thèse, notamment la découverte de GU Psc b, un compagnon de masse planétaire à plus de 2000 au de son étoile (Naud et al. 2014), indiquent que ces objets, bien que rares, existent. Ces objets très éloignés sont notamment très intéressants pour comprendre plus en profondeur les différents mécanismes de formation et d'évolution des systèmes stellaires, et ils sont des cibles intéressantes pour des études plus approfondies, étant loin de l'éclat éblouissant de leur hôte.

1.4.2.2 Exoplanètes autour d'étoiles de faible masse

Les étoiles de faible masse (type spectral M, $M_\star < 0.6 M_\odot$, $R_\star < 0.5 R_\odot$ et $L_\star < 0.1 L_\odot$) constituent la majorité des étoiles du voisinage solaire, les étudier est donc essentiel pour avoir un portrait global. Ces étoiles, moins massives, moins grosses et moins lumineuses constituent, techniquement, des cibles de choix pour la recherche de planètes de toutes masses: le mouvement gravitationnel causé par une planète est plus grand, et le rapport des rayons et des flux sont plus favorables. Bien qu'elles aient été un peu négligées dans les premiers temps de la recherche d'exoplanètes, à cause de contraintes techniques et d'un intérêt plus fort porté aux étoiles semblables au Soleil, elles sont aujourd'hui ciblées spécifiquement par nombre de programmes d'observation. C'est le cas du programme MEarth, qui exploite la méthode de transit au sol (Berta et al. 2012), du programme de Bonfils et al. (2011), mené sur HARPS par vitesse radiale, du relevé TRENDS effectué au Keck, qui exploite à la fois la vitesse radiale et imagerie directe (Montet et al. 2014), ou du relevé MASSIVE (Lannier et al. 2016), effectué par imagerie avec NaCO, au VLT. Clanton & Gaudi (2016) et Clanton & Gaudi (2014), avec leur analyse combinée des résultats en micro-lentille gravitationnelle, vitesse radiale et imagerie, parviennent à déterminer la fréquence de planètes de différentes masses à différentes distances autour des étoiles M. Ils trouvent une fréquence de $2.9_{-1.5}^{+1.3}\%$ pour les planètes géantes (de $1 - 13 M_{\text{Jup}}$), pour des périodes allant de 1 jour à 27 ans (10 000 jours), et concluent que cette

valeur est 4.3 fois moins grande que la valeur déterminée pour les étoiles plus massives (FGK) par Cumming et al. (2008). Les résultats de Kepler, pris dans leur ensemble, suggèrent que pratiquement toutes les étoiles tardives ont au moins une planète Batalha (2014).

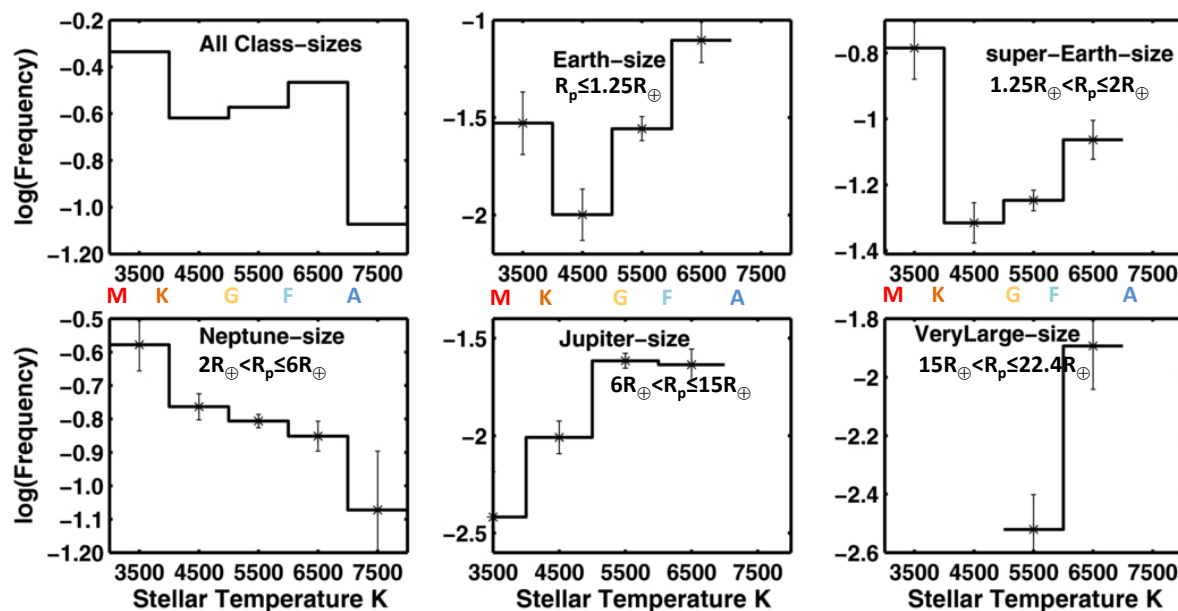


FIGURE 1.26 Pour les planètes détectées par transit par Kepler dans les 4 premiers mois, fréquence selon la température de l'étoile hôte (le type spectral est aussi indiqué) pour des planètes de différentes tailles. Aux distances rapprochées des étoiles où la méthode de transit est la plus efficace, les Super-Terres et les planètes de la taille de Neptune sont plus fréquentes autour des étoiles plus froides, alors que c'est le contraire pour les planètes plus massives. Figure adaptée de Borucki et al. (2011).

Près des étoiles, il existe une corrélation marquée, découverte très tôt, entre la présence d'exoplanètes géantes et la *masse de l'étoile hôte*, ou, de manière équivalente, à sa *température*. La Figure 1.26 montre les résultats en transit de Borucki et al. 2011. La tendance pour les planètes détectées par vitesse radiale (et donc situées un peu plus loin) est similaire (e.g., Johnson et al. 2007; Bonfils et al. 2011). Les étoiles de faible masse ont moins de planètes géantes que les étoiles plus chaudes²². Cette corrélation avec la masse de l'étoile est en accord

22. En revanche, à ces distances rapprochées, elles possèdent plus de planètes de faible masse. Un intérêt indéniable de ces étoiles est d'ailleurs qu'elles constituent la « voie rapide » pour détecter des planètes « habitables », c'est-à-dire de taille et masse similaires à la Terre et dans la zone habitable de leur étoile. Cette dernière étant plus proche pour des étoiles moins lumineuses (Selsis et al. 2007), il est plus facile d'y détecter une planète par vitesse radiale et par transit. Avec les résultats en vitesse radiale obtenus avec HARPS à des périodes inférieures à 100 jours, Bonfils et al. (2011) estiment que la fréquence de planètes rocheuses dans la zone habitable des étoiles M est de $\eta_\oplus = 0.41^{+0.54}_{-0.13}$.

avec les théories de formation actuelles des planètes dans les disques circumstellaires: plus l'étoile est massive, plus son disque l'est et donc, plus de matériel est disponible pour la formation planétaire. Les étoiles de plus faible masse ont moins de matériel dans leur disque pour alimenter la formation de planètes géantes, les embryons restent donc moins massifs. Pour les planètes détectées par imagerie directe (plus éloignées), il n'est pas clair si la même tendance est observée. Bowler (2016), grâce à sa méta-analyse de relevés en imagerie directe, a déterminé que la fraction des étoiles possédant une planète géante ($5 - 13 M_{\text{Jup}}$) ne semble pas significativement plus élevée pour les étoiles plus massives que pour les étoiles de faible masse dans la région éloignée de l'étoile (30-300 au). Ils arrivent à $2.8^{+3.7}_{-2.3}\%$ pour les étoiles de type B et A, $< 4.1\%$ pour les étoiles de type F, G et K stars, et $< 3.9\%$ pour les étoiles M (voir Figure 1.25). Galicher et al. (2016) arrivent au même résultat avec leur relevé qui couvre les planètes de $0.5-14 M_{\text{Jup}}$ de 20 à 300 au. D'autres études (Lannier et al. 2016; Montet et al. 2014; Clanton & Gaudi 2014) arrivent toutefois au résultat contraire: il y aurait moins de planètes géantes autour des étoiles de faible masse.

Étant donné les limites actuelles de la méthode d'imagerie directe, les étoiles hôtes privilégiées pour détecter des planètes avec cette méthode sont des étoiles jeunes qui sont proches de nous. Les étoiles les plus jeunes connues ($\lesssim 10$ Ma) sont typiquement dans des régions de formation stellaire assez lointaines et il n'est donc pas aisé de détecter des planètes autour d'elles. Les étoiles les plus proches sont généralement des étoiles assez vieilles (quelques Ga) dont les planètes ont refroidi et qui sont donc difficiles à détecter étant donné leur faible luminosité. Un compromis intéressant réside dans les étoiles qui appartiennent à des associations cinématiques d'étoiles jeunes du voisinage solaire ($\lesssim 200$ Ma, $\lesssim 100$ pc). La Figure 1.27 montre quelles plages de distances et de masses l'imageur haut contraste de première génération NICI était typiquement capable de couvrir pour les étoiles d'associations jeunes (au centre), et la compare à celles couvertes pour les étoiles jeunes plus lointaines et les étoiles vieilles proches. Les associations jeunes, qui regroupent des étoiles qui se sont grossièrement formées au même endroit et en même temps, sont dispersées partout dans le ciel, mais sur une plage limitée de distances, et ont des vitesses et des âges similaires (Zuckerman & Song 2004). Des exemples incluent l'association TW Hydrae, 10 ± 3 Ma, le groupe β Pictoris, 24 ± 3 Myr, l'association

Tucana-Horologium, 45 ± 4 Ma et $36 - 71$ pc ou le groupe AB Doradus, 149^{+51}_{-19} Myr (Bell et al. 2015). Une liste récente plus exhaustive peut être trouvée dans Mamajek (2016) (voir Table 1.3). Plusieurs des exoplanètes connues listées à la Table 1.1 sont autour d'étoiles qui appartiennent à des associations jeunes.

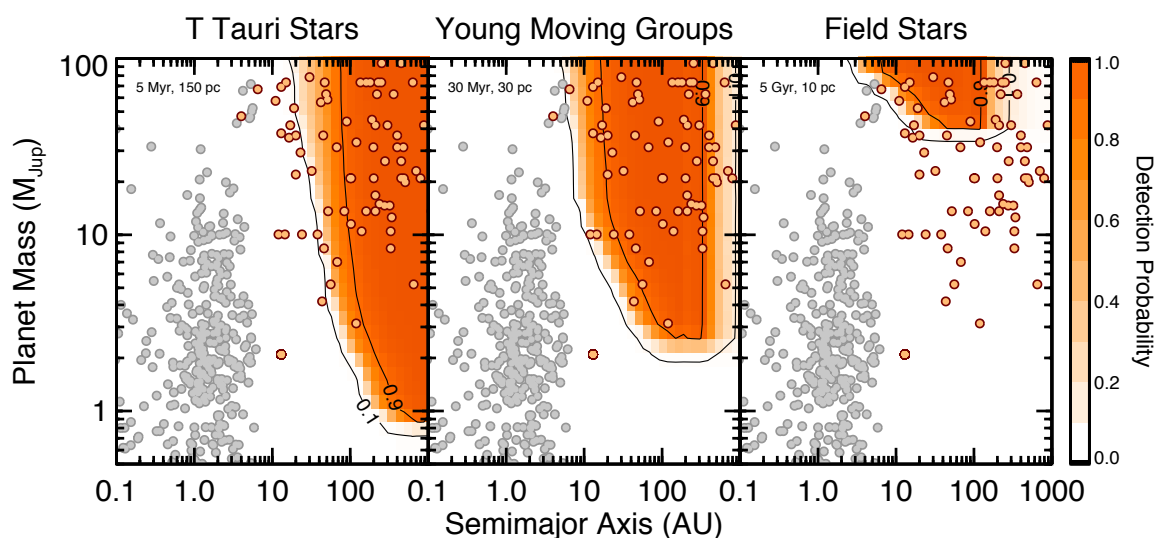


FIGURE 1.27 Probabilité de détection avec l'instrument NICI pour des planètes de masses données à des séparations angulaires données pour trois types d'étoiles (calculées avec les modèles de Baraffe et al. 2003). Les étoiles appartenant à des groupes cinématiques jeunes (30 Ma, 30 pc, au centre) représentent un compromis intéressant entre masse atteinte et séparation angulaire sondée. La figure présente aussi les exoplanètes détectées jusqu'à maintenant par vitesse radiale (gris) et par imagerie directe (orange). Figure tirée de Bowler (2016).

La plupart des membres connus de ces associations jusqu'à maintenant étaient des étoiles massives, assez brillantes pour que leur position et vitesse aient été mesurées avec précision (par le télescope *Hipparcos*, Perryman et al. 1997, entre autres). À partir de 2009, de nouvelles études ont permis d'identifier de plus en plus d'étoiles K, M, puis de naines brunes et de planémos dans ces associations. En particulier, les outils BANYAN (pour Bayesian Analysis for Nearby Young AssociatioNs) et BANYAN II (Malo et al. 2013; Gagné et al. 2014; Malo et al. 2014a,b; Gagné et al. 2015c,b) exploitent une analyse statistique innovatrice qui a permis d'identifier plusieurs nouveaux membres de faible masse, avant même que leur parallaxe ou leur vitesse radiale soit connue avec précision. À partir des propriétés cinématiques et photométriques des membres connus, cet outil permet d'établir, pour chaque étoile candidate, la probabilité qu'elle fasse partie d'une association, étant donné sa position, son mouvement

TABLE 1.3 Associations cinématiques jeunes dans le voisinage solaire. Table, notes et références tirées de Mamajek (2016).

Group	Dist	Ref.	U	V	W	$\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W$	σ_v	Ref.	Age	Ref.
...	pc	...	km/s	km/s	km/s	km/s	km/s	...	Myr	...
β Pic	$\sim 15^a$	1	-10.9	-16.0	-9.2	0.3, 0.3, 0.3	1.5	2	23 ± 3	2
AB Dor	20.1 ± 1.6	3	-7.6	-27.3	-14.9	0.4, 1.1, 0.3	1.0	3	150_{-30}^{+50}	4
UMa	25.2 ± 0.3	5	14.6	1.8	-8.6	0.4, 0.7, 1.0	1.4	5	530 ± 40	6
Car-Near	33 ± 1	5	-24.8	-18.2	-2.3	0.7, 0.7, 0.4	1.3	5	~ 200	7
β Tuc	43 ± 1	5	-9.6	-21.6	-0.7	1.0, 1.3, 0.6	1.1	5	45 ± 4	4
Tuc-Hor	~ 48	9	-10.6	-21.0	-2.1	0.2, 0.2, 0.2	1.1	8	45 ± 4	4
Hyades	46.5 ± 0.5	10	-42.3	-19.1	-1.5	0.1, 0.1, 0.2	0.3	11	750 ± 150	6
Columba	~ 50	1	-12.2	-21.3	-5.6	1.1, 1.2, 0.9	42 ± 5	4
TW Hya	53 ± 2	12	-11.2	-18.2	-5.1	0.4, 0.4, 0.4	0.8	12	10 ± 3	4
Carina	~ 65	1	-10.5	-22.4	-5.8	1.0, 0.6, 0.1	45 ± 10	4
Coma Ber	87 ± 1	10	-2.4	-5.5	-0.6	0.1, 0.1, 0.1	0.4	13	560 ± 90	14
32 Ori	92 ± 2	4	-11.8	-18.5	-8.9	0.4, 0.4, 0.3	~ 1	5	22 ± 4	4
η Cha	94 ± 1	15	-10.2	-20.7	-11.2	0.2, 0.1, 0.1	1.5	15	11 ± 3	4
χ^1 For	99 ± 6	5	-13.1	-22.1	-3.7	0.4, 0.5, 1.1	...	5	$\sim 50?$	5

Notes: Velocities are quoted on the standard Galactic coordinate system where U is towards the Galactic center, V is towards Galactic rotation ($\ell = 90^\circ$), and W is towards the north Galactic pole (e.g. Johnson & Soderblom 1987). $\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W$ are uncertainties in the mean velocities, not velocity dispersion (σ_v is an estimate of the intrinsic 1D velocity dispersion).

References and Notes: 1) Does not have well-defined concentration. Distance is to centroid estimated by Malo *et al.* (2014). 2) Mamajek & Bell (2014). 3) Barenfeld *et al.* (2013). 4) Bell, Mamajek, & Naylor (2015), see also Bell (this volume). 5) This work or Mamajek (unpublished). 6) Brandt & Huang (2015). Brandt & Huang (2015) have recently revised the Hyades age upward, however the -1σ uncertainty quoted encapsulates recent younger (~ 650 Myr) estimates e.g. de Bruijne *et al.* (2001). 7) Zuckerman *et al.* (2006). 8) Kraus *et al.* (2014). 9) mean kinematic distance to 120 Tuc-Hor members from Kraus *et al.* (2014) calculated using UCAC4 proper motions and space motion from Kraus. 10) van Leeuwen (2009). 11) de Bruijne *et al.* (2001). 12) Mean distance and velocity using astrometry from Ducourant *et al.* (2014), but omitting interlopers TWA 14, 15, 19, & 22. Velocity agrees well with Weinberger *et al.* (2013). Velocity dispersion from Ducourant *et al.* (2014) and Mamajek (2005). 13) Calculated using astrometry from van Leeuwen (2009) and radial velocity from Mermilliod *et al.* (2009), and velocity dispersion from Mermilliod *et al.* (2009). 14) Silaj & Landstreet (2014). 15) Murphy *et al.* (2013).

propre et ses couleurs. Il est alors possible de faire des suivis pour confirmer la parallaxe ou la vitesse radiale des étoiles avec une haute probabilité d'appartenir à un groupe et de confirmer l'hypothèse. Ce sont ces étoiles de faible masse, nouvellement identifiées comme étant jeunes, qui ont servi de cible au relevé présenté ici, de même qu'à d'autres relevés en imagerie (Lannier et al. 2016).

1.5 Confirmation et caractérisation des exoplanètes détectées par imagerie directe

Plusieurs méthodes permettent de renforcer ou de confirmer l'hypothèse qu'une source lumineuse détectée à proximité d'une étoile est bien un compagnon de masse planétaire. Ensuite, débute la caractérisation; terme générique qui englobe toute détermination des paramètres physiques du compagnon, au-delà de ce qui a été appris lors de la détection. Cela inclut masse, température, gravité de surface, rayon, composition et structure de l'atmosphère et de l'intérieur, paramètres de l'orbite, nature et évolution des nuages, etc.

1.5.1 Informations générales sur le système stellaire

La connaissance d'une planète passe d'abord par celle de son étoile hôte et du système planétaire dans son ensemble. La première étape est donc d'avoir une idée générale de l'âge et de la distance de l'étoile hôte, ainsi que des caractéristiques générales du système (présence d'un ou plusieurs compagnons stellaires, d'un disque ou d'autres planètes).

Pour l'étoile hôte, on souhaite en particulier déterminer l'âge et la distance, puisque ces deux aspects affectent directement la détermination des propriétés du compagnon. Pour estimer l'âge de l'étoile, une des méthodes utilisées est de montrer, à partir de sa position et de son déplacement dans la galaxie (mouvement propre, vitesse radiale) qu'elle appartient à une association d'étoiles jeunes. L'âge de l'association, qui peut être déterminée à partir de différentes méthodes de datation des étoiles qui la composent, et en comparant les propriétés générales de l'association avec celles d'autres associations, peut donc être utilisée comme âge du système. D'autres méthodes existent pour contraindre l'âge de différentes étoiles hôtes: par exemple

la présence d'un disque, l'abondance de lithium, l'activité chromosphérique, l'émission UV et rayon X ou la vitesse de rotation (Soderblom 2010).

La meilleure manière de déterminer la distance est de mesurer la parallaxe. Dans le cas d'une étoile qui est membre d'une association, la *distance statistique* de l'étoile peut constituer une approximation de la distance. Il s'agit de la distance la plus probable si l'étoile est bien membre de l'association. Une autre approximation est la distance spectrophotométrique, la distance typique d'un objet qui aurait cette distribution d'énergie spectrale, en comparant avec des objets identifiés comme « standards » ou des modèles.

La recherche d'autres compagnons à l'étoile hôte ainsi que l'étude d'un éventuel disque autour de celle-ci sont aussi importantes pour mieux comprendre la dynamique du système et possiblement de déterminer un scénario de formation.

1.5.2 Confirmation d'une candidate

Une source lumineuse détectée à proximité d'une étoile sur une image pourrait en fait se trouver très loin de cette dernière, n'importe où le long de la ligne de visée, ou encore ne pas être liée gravitationnellement à cette dernière. Lorsqu'une telle source est détectée, il importe d'abord d'en déterminer grossièrement la nature et d'éliminer ainsi la possibilité que l'objet soit une étoile ou une galaxie. Il faut d'abord évaluer sa *magnitude apparente* dans un ou plusieurs filtres. Pour des planètes proches de leur étoile, qui nécessitent des observations avec optique adaptative et méthodes d'imagerie différentielles, le champ d'observation est généralement assez petit et ne contient pas beaucoup d'autres étoiles. Si l'étoile n'est pas saturée et que sa magnitude est connue, on peut estimer la magnitude de la planète en mesurant le rapport de flux entre l'objet et l'étoile hôte (contraste) $\frac{F_p}{F_\star}$ et en utilisant $m_{p, \text{filtre}} = m_{\star, \text{filtre}} - 2.5 \log\left(\frac{F_p}{F_\star}\right)$. Dans des relevés qui tentent de détecter des planètes plus éloignées, le champ de vue est généralement assez grand pour permettre d'établir proprement le *point zéro* (*ZP*) photométrique propre à l'ensemble filtre/instrument/télescope utilisé²³, en comparant le flux mesuré pour plusieurs étoiles de référence sur les observations à celui des

23. Le point zéro est défini comme la magnitude d'un objet qui produit 1 ADU/s. Pour un objet qui présente X ADU accumulés pendant un temps d'exposition de Y sec, la magnitude est donnée par $m = -2.5 \log(X[\text{ADU}]/Y[\text{sec}]) + ZP$.

mêmes étoiles dans des relevés qui sont déjà calibrés. Par la suite, les couleurs de la source peuvent être comparées à celles d’objets du champ ou aux couleurs tirées de spectres synthétiques générés par des modèles. Si la distance de l’étoile hôte est connue, la *magnitude absolue* de l’objet peut être calculée $M_{p, \text{filtre}} = m_{p, \text{filtre}} - 5(\log(d) - 1)$, et être comparée à celle qu’elle devrait avoir, si elle était effectivement un objet de masse planétaire à la même distance. Les images d’archive sont aussi une source précieuse d’information. Les archives de relevés dans le visible permettent d’éliminer assez facilement étoiles et galaxies: un compagnon froid étant très peu lumineux dans ces longueurs d’onde, il ne devrait pas être distinguable dans ces images. Les relevés dans l’infrarouge (par exemple 2MASS, WISE ou Spitzer), qui informent sur la magnitude de l’objet dans différents filtres, peuvent aussi aider à discriminer la nature de l’objet.

Il est possible d’évaluer statistiquement, en utilisant la densité spatiale d’objets (par exemple de tout objet ayant des couleurs/magnitudes/type spectral similaires et/ou de tout objet dans l’association jeune à laquelle appartient l’étoile hôte, évaluée entre autres pour des objets froids dans Burgasser 2007 et Reylé et al. 2010), la probabilité que l’objet se trouve à la distance observée de l’étoile hôte tout en n’étant pas gravitationnellement lié. D’après les plus récentes observations (Gagné et al. 2015c, 2016), les planémos et naines brunes du voisinage solaire sont beaucoup moins nombreux par tranche de magnitude que d’autres objets astrophysiques, il est donc très peu probable de trouver, au hasard, près d’une étoile hôte, un tel objet non lié à l’étoile.

Pour établir avec plus de certitude que l’objet observé est bien un compagnon de l’étoile, il faut toutefois montrer que ces derniers sont gravitationnellement liés. En faisant des observations répétées, idéalement avec le même instrument/télescope/filtre, les positions de la planète et de son hôte peuvent être mesurées précisément à différentes époques. Des observations d’archive peuvent aussi être utilisées. On peut alors montrer que le *mouvement propre* de l’objet est similaire à celui de son étoile hôte, mais pas à celui des étoiles du champ (voir l’exemple de Ross 458(AB) c, Figure 1.28). De manière équivalente, on peut étudier l’*évolution de la séparation relative et de l’angle de position* entre les deux objets, comme illustré pour GQ Lup b à la Figure 1.28. Les systèmes détectés par imagerie étant toujours proches ($\lesssim 150$ pc), le

mouvement propre de l'étoile est habituellement non négligeable (typiquement une amplitude $\|\mu\| = \sqrt{\mu_\alpha^2 \cos^2 \delta + \mu_\delta^2}$ de plusieurs dizaines de mas/an) et bien connu. En réalité, étant donné le mouvement orbital d'une planète, son mouvement propre n'est pas exactement le même que celui de l'étoile. Cependant, certaines des exoplanètes imagées directement jusqu'à maintenant sont à des distances orbitales telles que leur période est de l'ordre du millier d'années et plus, ce qui entraîne une variation en général très faible pour être distinguée en quelques années dans la mesure du mouvement propre. Par exemple, le mouvement orbital attendu de 1RXS 1609 b est de l'ordre de ~ 2 mas/an Lafrenière et al. 2008.

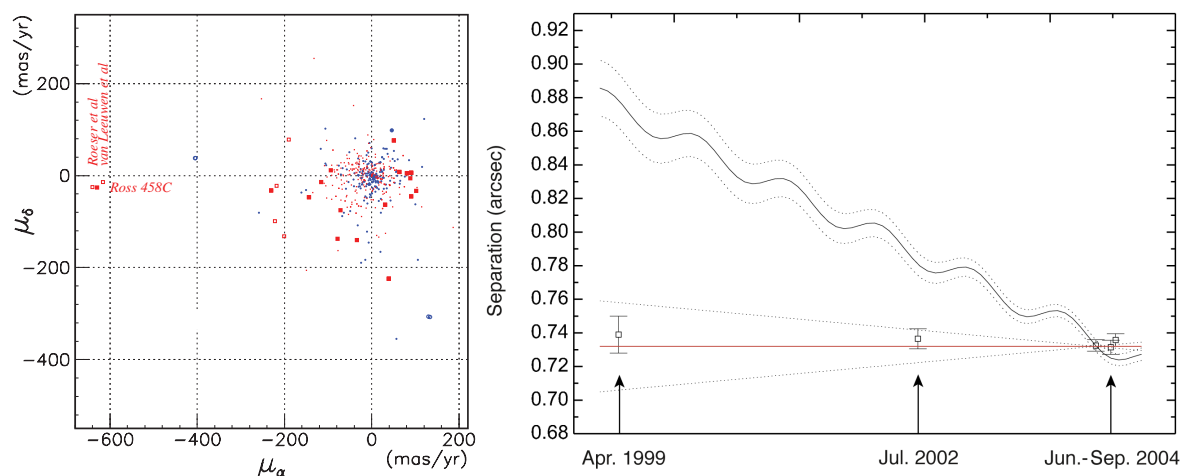


FIGURE 1.28 **À gauche**, le compagnon Ross 458(AB) c a un mouvement propre différent des autres objets du champ (en rouge), mais cohérent avec celui de Ross 458(AB), dont la mesure rapportée par deux sources (« van Leeuwen et al. », « Roeser et al. ») est illustrée. Figure tirée de Goldman et al. (2010). **À droite**, évolution de la séparation angulaire entre GQ Lup A et son compagnon. La ligne droite correspond à une séparation constante dans le temps, et confirme donc que les deux objets sont gravitationnellement liés. Les courbes pointillées de part et d'autre montrent la variation maximale possible de ± 5 mas/an due à un mouvement orbital. La courbe en noir montre le mouvement qu'aurait eu un objet du champ non lié. Figure tirée de Neuhäuser et al. (2005).

Pour certains objets, toutefois, il est possible de détecter une variation qui coïncide avec un *mouvement orbital*, c'est le cas de β Pic b (période de ~ 20 ans (Millar-Blanchaer et al. 2015)) ou des planètes d'HR 8799 (périodes entre 50 et 500 ans (Zurlo et al. 2016)), dont les orbites sont montrées à la Figure 1.29. La très légère diminution de séparation observée sur la Figure 1.28 pour GQ Lup b pourrait aussi suggérer un tel mouvement. Puisque les étoiles qui appartiennent à une association jeune partagent une région commune de l'espace

physique et des vitesses, il y a plus de chances qu'un compagnon trouvé autour ne soit pas relié gravitationnellement, même s'il se trouve à proximité et a un mouvement propre semblable. Mesurer le mouvement orbital est alors une preuve plus rigoureuse du lien gravitationnel. Une autre option pour confirmer le lien gravitationnel est de mesurer le déplacement dans la direction de la ligne de visée du candidat et de l'hôte, i.e. *la vitesse radiale*, de s'assurer qu'elles sont semblables, et que leur évolution est compatible avec un mouvement orbital et incompatible avec celui qu'aurait un objet du champ.

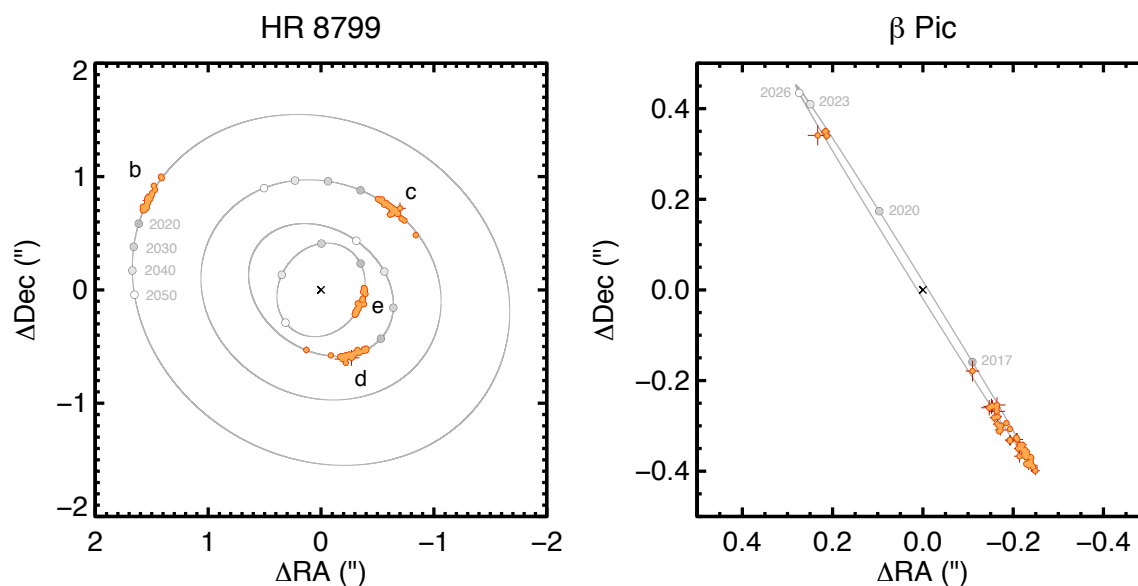


FIGURE 1.29 Orbites des 4 planètes autour d'HR 8799 (à gauche), pour lequel le système est vu presque de face ainsi que de celle autour de β Pic (à droite), qu'on voit pratiquement par la tranche. Le mouvement orbital d'une planète est la meilleure confirmation de son statut de compagnon. Figure tirée de Bowler (2016).

1.5.3 Caractérisation

1.5.3.1 Observations photométriques et spectroscopiques

Comme on l'a vu dans la section précédente, une des premières étapes lors de la détection d'une source lumineuse à proximité d'une étoile est de faire davantage d'observations photométriques (ou des recherches dans les archives) pour obtenir sa magnitude apparente dans différents filtres. Ces mesures sont une précieuse source d'information et permettent de préciser la nature de l'objet avant de faire de la spectroscopie, méthode beaucoup plus coûteuse

en temps d’observation. La magnitude d’un objet dans différents filtres permet d’établir une première estimation du *type spectral*, qui décrit l’apparence du spectre. Une approximation peut être obtenue en comparant les couleurs de l’objet (par exemple $J - W2$ ou $[3.6] - [4.5]$ ²⁴, Figure 1.30) à celles mesurées pour plusieurs objets connus ou à une séquence empirique ajustée sur ces données. Certaines couleurs sont meilleures que d’autres dans une plage de type spectral donnée. Par exemple, la couleur $[3.6] - [4.5]$ est un très bon indicateur pour distinguer les objets de type spectral T, puisqu’elle augmente rapidement et de manière monotone dans cette plage de types spectraux (ce qui n’est pas le cas pour la couleur $J - W2$, pour lequel une ambiguïté existe). De même, il est possible d’évaluer le type spectral à partir de la magnitude absolue (voir Figure 1.30).

En retour, le type spectral dépend de la *température*, ou, de manière équivalente, de la *luminosité bolométrique*; les types spectraux plus tardifs étant plus froids et ayant une luminosité intégrée à toutes les longueurs d’onde plus faible. Une courbe empirique température-type spectral ou luminosité bolométrique-type spectral (Figure 1.31) permet donc d’obtenir la température approximative d’un objet à partir de son type spectral. Ces courbes sont généralement calibrées pour des objets vieux, il faut donc les utiliser avec précaution pour les objets jeunes, dont le rayon est encore gonflé.

À partir d’une magnitude dans un filtre donné et du type spectral, la luminosité bolométrique de l’objet peut aussi être évaluée à partir d’une correction bolométrique appropriée pour son type spectral ($BC_{\text{filtre}} = M_{\text{bol}} - M_{\text{filtre}}$, voir Figure 1.32, en haut). Ces corrections bolométriques sont calculées empiriquement à partir d’objets pour lesquels on a un spectre (par exemple Filippazzo et al. 2015). Une manière plus précise est de comparer simultanément un ensemble de magnitudes mesurées pour un objet à celles obtenues pour des spectres théoriques générés par des modèles d’atmosphère. Le spectre théorique présentant les magnitudes les plus proches de celles mesurées peut ensuite être intégré pour estimer la luminosité bolométrique. Pour la planète HR 8799d, on a ainsi estimé une température de 1000 K et un rayon de $1.2 R_{\text{Jup}}$ (Figure 1.32, en bas, Marois et al. 2008).

L’âge du système et la luminosité bolométrique ou la température de la planète permettent

24. $[3.6]$ et $[4.5]$ sont des filtres du télescope spatial Spitzer, centrés à $3.6 \mu\text{m}$ et $4.5 \mu\text{m}$, et W2 un filtre du télescope spatial WISE, centré à $4.6 \mu\text{m}$.

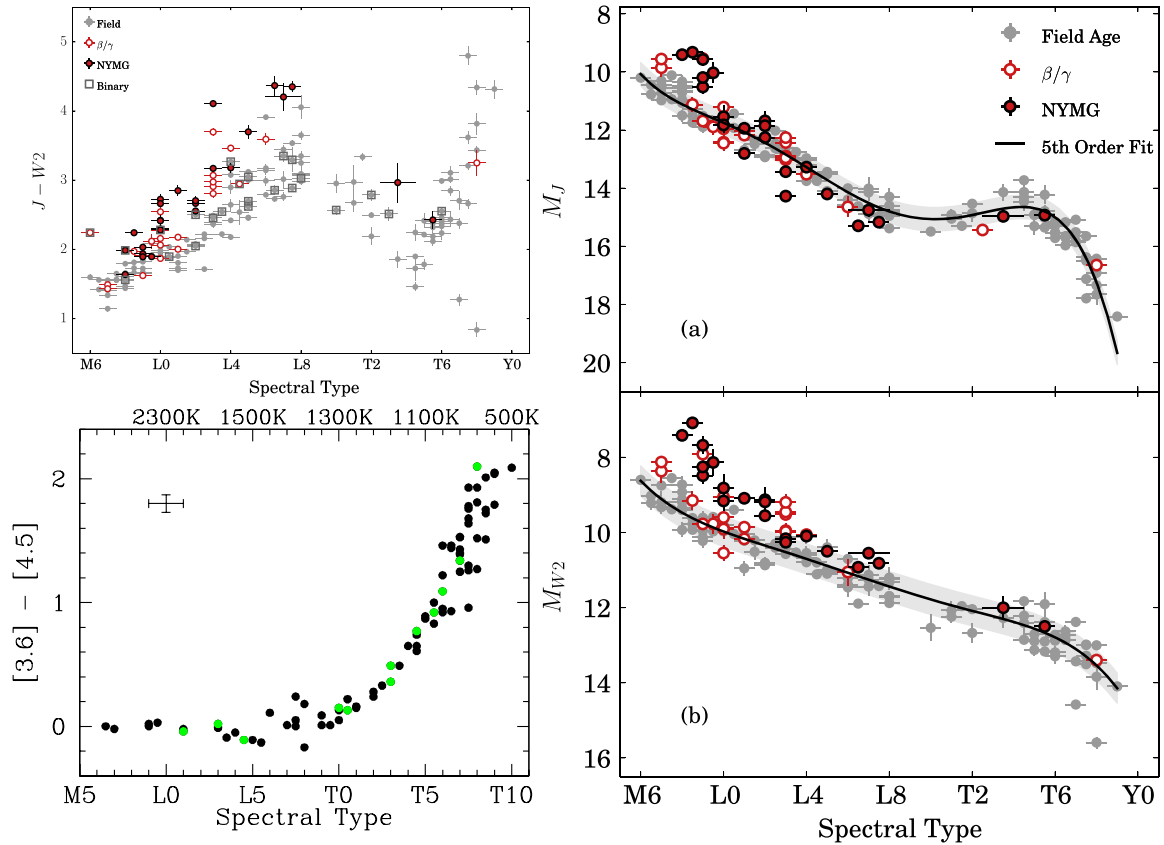


FIGURE 1.30 Évaluation du type spectral à partir de la couleur (à gauche) ou de la magnitude absolue (à droite). Dans la figure en haut à gauche et celles de droite, les objets en gris sont des objets du champ (vieux), ceux identifiés avec β et γ sont des objets présentant des signes de faible gravité dans leur spectre (cercles vides rouges), et les objets identifiés comme NYMG (pour “Nearby Young Moving Groups”) appartiennent à des associations jeunes (cercles pleins rouges). Il n’est pas évident que ces objets jeunes (tendance en noir sur les figures de droite) suivent la même séquence que les objets du champ (en gris). Figures tirées de Leggett et al. (2011) (en bas à gauche) et Filippazzo et al. (2015) (les autres).

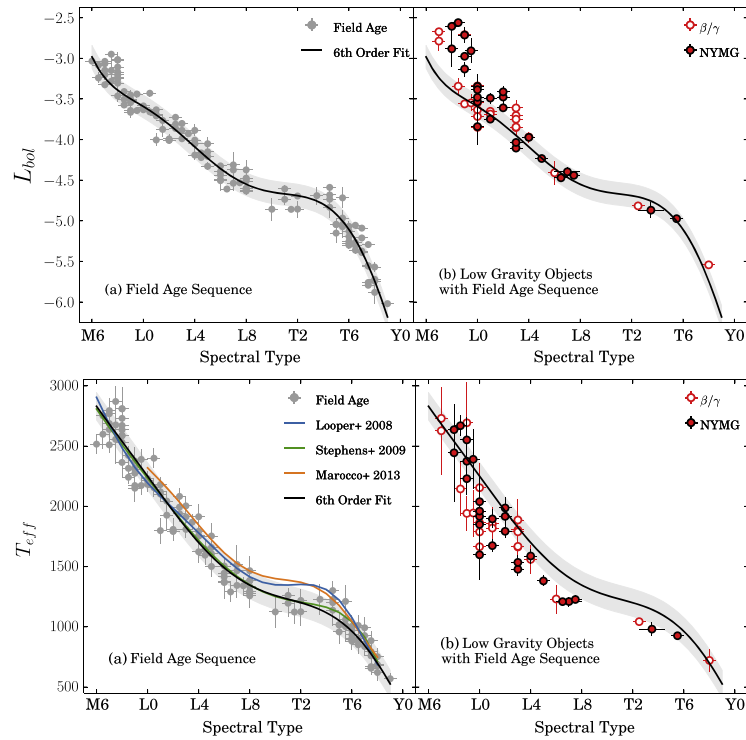


FIGURE 1.31 Relation entre la luminosité bolométrique (**en haut**) et la température effective (**en bas**) et le type spectral, pour des objets vieux du champ (**à gauche**) et pour des objets jeunes (**à droite**). Les symboles et couleurs sont expliqués à la Figure 1.30. À noter que les séquences ajustées pour les objets vieux sont montrées sur les figures de droite. On voit que les objets jeunes semblent ne pas suivre précisément la même tendance. Figures tirées de Filippazzo et al. (2015).

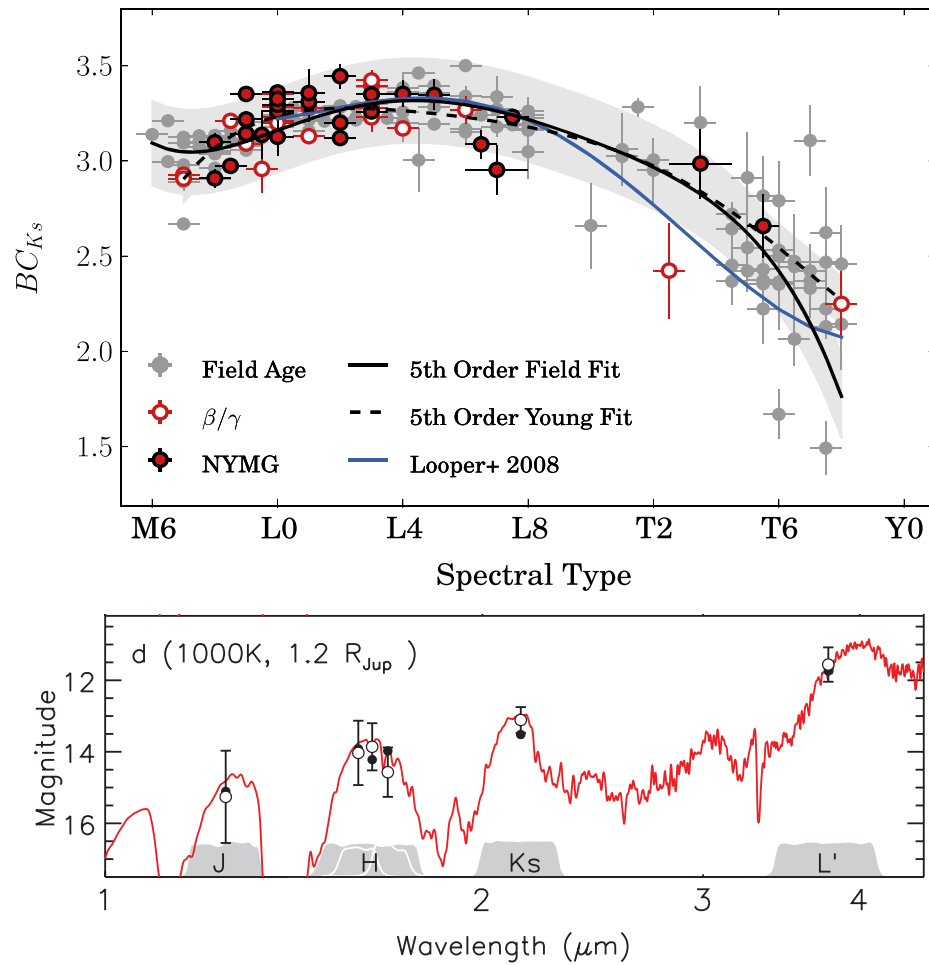


FIGURE 1.32 Évaluation de la luminosité bolométrique grâce à une correction bolométrique pour le filtre K_s (**en haut**, les symboles et couleurs sont expliqués à la Figure 1.30) et grâce à l'ajustement d'un spectre théorique, montré ici pour la planète HR 8799d (**en bas**). La magnitude est connue en J , H , Ks et L' (points noirs). Le modèle d'atmosphère, superposé en rouge, est convolué dans chaque filtre pour obtenir des magnitudes théoriques (points vides), similaires aux magnitudes observées. La luminosité bolométrique peut être calculée en intégrant le flux théorique à toutes les longueurs d'onde. Figures tirées de Filippazzo et al. (2015) et Marois et al. (2008).

à leur tour de déterminer *la masse*, le *rayon* et la *gravité de surface* de cette dernière, en utilisant un modèle évolutif (par exemple le modèle de Spiegel & Burrows 2012, montré à la Figure 1.4 ou le modèle avec départ chaud de Burrows et al. 1997 à la Figure 1.21). Différents modèles ne donnent pas forcément les mêmes résultats. Ces modèles sont souvent plus incertains pour les systèmes très jeunes, qui constituent la majorité des systèmes imagés.

Sur un diagramme couleur-couleur, ou couleur-magnitude (notamment M_J , M_H ou M_K vs $J - K$), un modèle évolutif peut aussi être utilisé pour tracer des courbes avec un des paramètres constants (iso-masse ou iso-température, voir Figure 1.33. Certaines couleurs sont de bons indicateurs de la température (e.g., $z - J$, $H - [4.5]$), alors que d'autres sont de bons indicateurs de la gravité de surface ou encore de la métallicité (par exemple $H - K$). Cela permet d'estimer les paramètres physiques d'un objet du premier coup d'oeil, mais cela a aussi l'avantage d'évaluer comment un objet se situe par rapport aux objets connus. Par exemple, d'après la Figure 1.33, Ross 458(AB) c est plus chaud que Wolf 940 B, et les deux ont une faible gravité et/ou une grande métallicité.

Les estimations à partir de la photométrie ont leurs limites et lorsque cela est possible, il est souhaitable d'obtenir un spectre de l'objet. Cela permet de faire avec plus de précision les analyses esquissées grâce à la photométrie. La comparaison directe du spectre observé à celui de standards spectroscopiques (*template*) est une bonne manière d'estimer le type spectral et d'établir les particularités de l'objet étudié (Figure 1.34). Des « indices spectraux », par exemple ceux définis par Burgasser et al. (2006), montrés à la Figure 1.34, peuvent être utilisés pour établir précisément le type spectral. Ce sont des rapports de magnitudes dans des bandes bien précises, souvent entre une bande d'eau ou de méthane étroite et un filtre large bande (e.g., $\text{H}_2\text{O}-J = \frac{\int_{1.14}^{1.165} f(\lambda)d\lambda}{\int_{1.26}^{1.2855} f(\lambda)d\lambda}$; $\text{CH}_4-J = \frac{\int_{1.315}^{1.34} f(\lambda)d\lambda}{\int_{1.26}^{1.2855} f(\lambda)d\lambda}$). L'ajustement de spectres théoriques sur l'ensemble des données spectrales et photométriques donne ensuite une idée précise de la luminosité bolométrique, de la température et de la gravité de surface, desquels peuvent être déduits la masse et l'âge avec des modèles évolutifs, comme précédemment, mais avec moins d'incertitude. La Figure 1.35 montre le meilleur ajustement, pour plusieurs naines brunes et compagnons de faible masse, de 3 modèles d'atmosphère différents. Les paramètres physiques déduits (température et gravité de surface) sont souvent similaires, mais pas identiques, ce

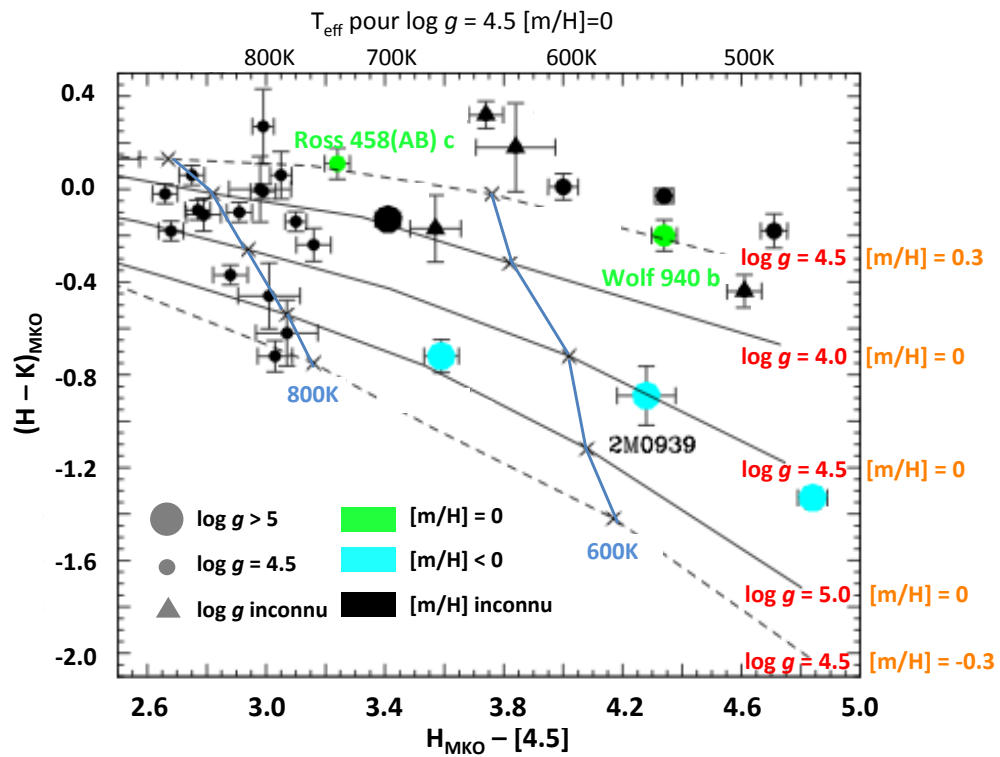


FIGURE 1.33 La couleur $H-K$, qui a une forte dépendance à la gravité et à la métallicité, est tracée en fonction de $H-[4.5]$, qui a une forte dépendance à la température. La position de certains objets, dont Ross 458(AB) c, Wolf 940 B et d'autres naines T du champ est montrée, leur $\log g$ et métallicité étant codés par la taille, la forme et la couleur. Les courbes iso-gravité de surface/métallicité (noir) et iso- T_{eff} (bleu) sont montrées pour les modèles de Saumon & Marley (2008). Figure modifiée de Leggett et al. (2011).

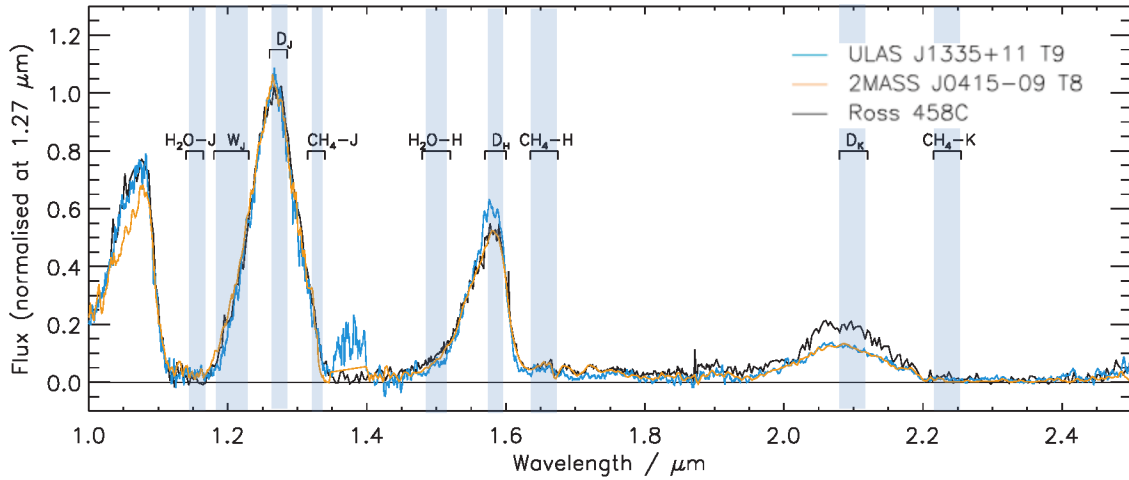


FIGURE 1.34 Spectre de l'objet Ross458(AB)c (en noir) comparé aux spectres de deux « standards spectroscopiques », de type spectral T8 et T9. La position de la distribution d'énergie spectrale se trouve parfois entre celle des deux standards (en bande J , notamment), parfois elle semble pointer vers un type plus précoce (par exemple en H_2O-H) et on observe un excès de flux important en K . Les plages spectrales permettant de calculer certains indices spectraux, qui peuvent servir à estimer le type spectral, sont aussi montrées. Le type spectral de l'objet évalué grâce à cette figure est de $T8.5(\pm 0.5)$. Figure modifiée de Burningham et al. (2011).

qui montre bien la limite de cette technique.

Certains indicateurs additionnels des propriétés physiques et chimiques de l'objet peuvent être observés dans le spectre. Par exemple, les objets de faible gravité et/ou grande métallicité ont une moindre densité, ce qui rend l'absorption par des collisions d'hydrogène moléculaire (*Collision-Induced Absorption, CIA*) moins efficace. La CIA diminue beaucoup le flux en K , et, dans une moindre mesure, en H , c'est d'ailleurs pourquoi la couleur $H - K$ est un bon indicateur du $\log g$ et de la métallicité (Knapp et al. 2004). Ainsi, pour ces objets, il y a beaucoup plus de flux en K et en H , et le spectre dans cette dernière bande a une forme pointue caractéristique. La Figure 1.36 montre une partie du spectre d'un objet vieux, 2MASS 2224, pour lequel il y a beaucoup de CIA. Superposé, on voit que s'il y a moins de CIA comme dans le cas des objets de faible gravité, l'absorption du flux par l'eau de part et d'autre crée une forme triangulaire caractéristique. Un autre exemple est la largeur des doublets du potassium KI dans la bande J , qui sont élargis par la pression et devraient donc être distinctement plus étroits pour des objets de faible gravité de surface (McClean et al. 2007).

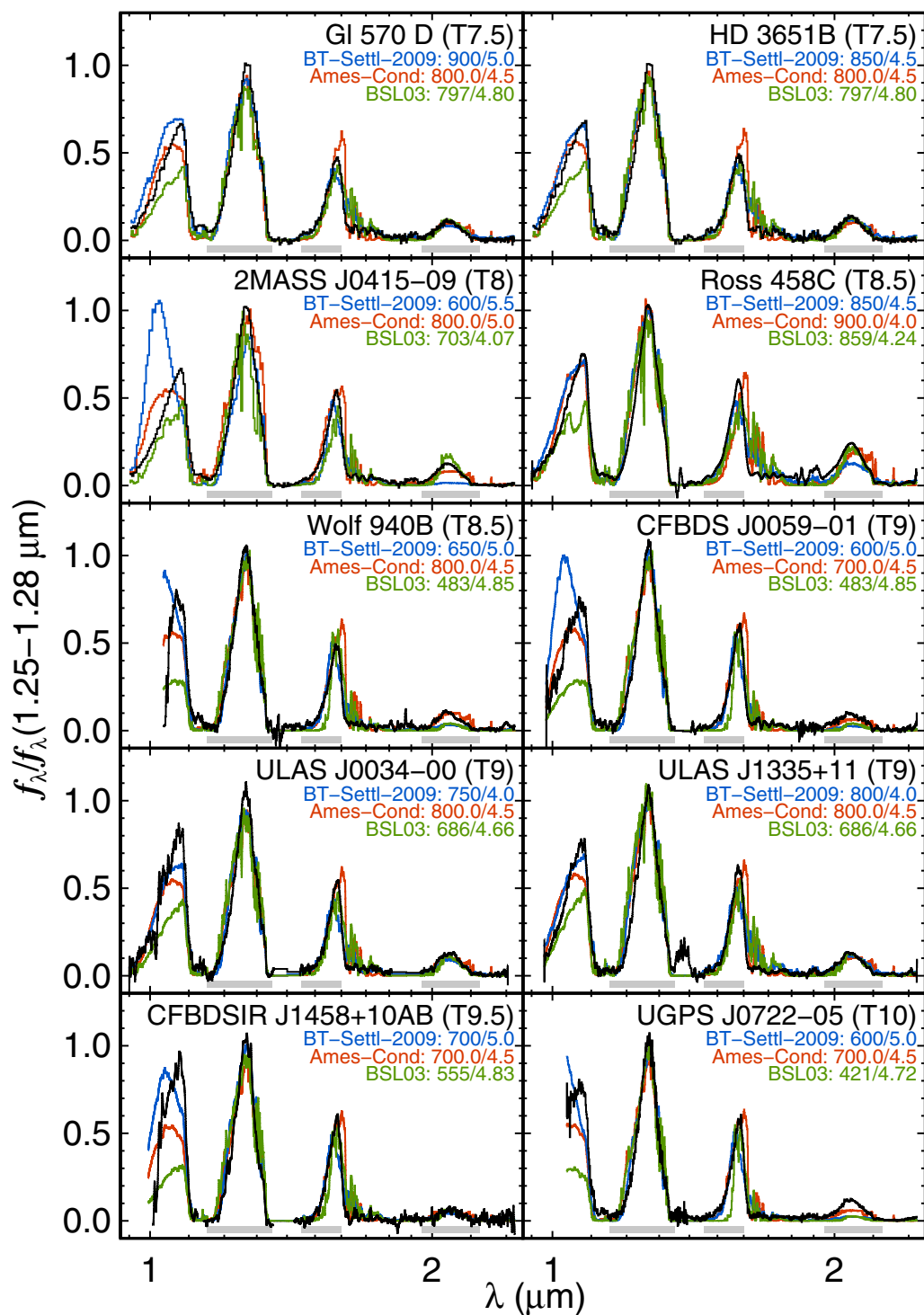


FIGURE 1.35 Spectres de différentes naines brunes et exoplanètes comparés à 3 différents modèles d’atmosphère. Les spectres théoriques sont tracés pour les températures et gravités qui produisent le meilleur ajustement avec le spectre observé. L’emplacement des bandes larges J , H , K est montrée (rectangles gris). Figure tirée de Liu et al. (2011).

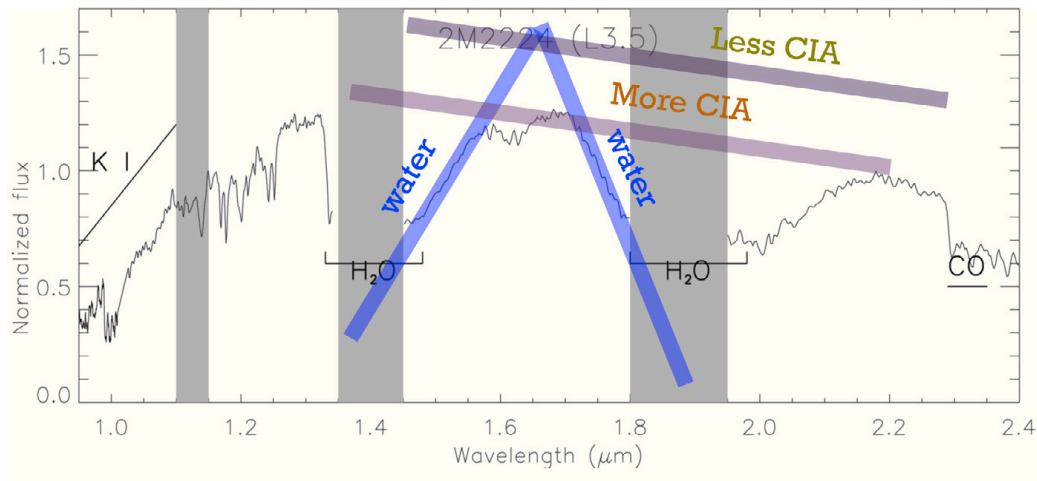


FIGURE 1.36 Un coup d'oeil au spectre d'un objet peut donner des indices sur la gravité de surface de ce dernier. Un indice important est la forme triangulaire de la bande H . Pour les objets avec faible gravité de surface, il y a moins de CIA, ce qui fait que le flux en H est plus important. Figure tirée de Artigau (2012).

1.5.3.2 Étude de la variation de la luminosité

Pour les planètes détectées par imagerie situées assez loin de leur étoile, il est possible d'étudier l'évolution de la luminosité dans le temps. La variabilité est un phénomène connu depuis quelques années pour les naines brunes (Artigau et al. 2009; Radigan et al. 2012) et on commence à voir les premières études de la variabilité pour des planètes et objets de masse planétaire (Zhou et al. 2016; Biller et al. 2015). Comme on l'a vu à la section 1.2.3, les nuages deviennent plus complexes et diversifiés pour des objets de plus en plus froids. Il est impossible, étant donné les limitations technologiques actuelles, d'observer directement les structures nuageuses des exoplanètes, comme on le fait par exemple pour Jupiter. L'étude de la variabilité de la planète est un moyen unique pour accéder à ces structures: à mesure que la planète tourne sur elle-même, elle montre différentes portions de sa surface. La présence de nuages de différentes épaisseurs et de courants de différentes températures fait varier la luminosité, qui est intégrée sur toute la surface visible. La Figure 1.37 montre la courbe de luminosité de la planète 2M 1207 b, observée dans l'infrarouge par Zhou et al. (2016) avec le télescope spatial Hubble. Une interprétation possible de la variabilité sur environ 11 h qui a été mesurée est l'apparition et la disparition de nuages à mesure que la planète tourne sur

elle-même. Pour les naines brunes, il a été montré que la plupart, sinon toutes les naines brunes ont des nuages qui présentent des irrégularités et des variations de température qui sont susceptibles de générer une variation de la luminosité liée à la rotation (Yang et al. 2015; Metchev et al. 2015; Buenzli et al. 2014). Il est logique de s'attendre à ce que les compagnons de masse planétaires montrent aussi de telles variations.

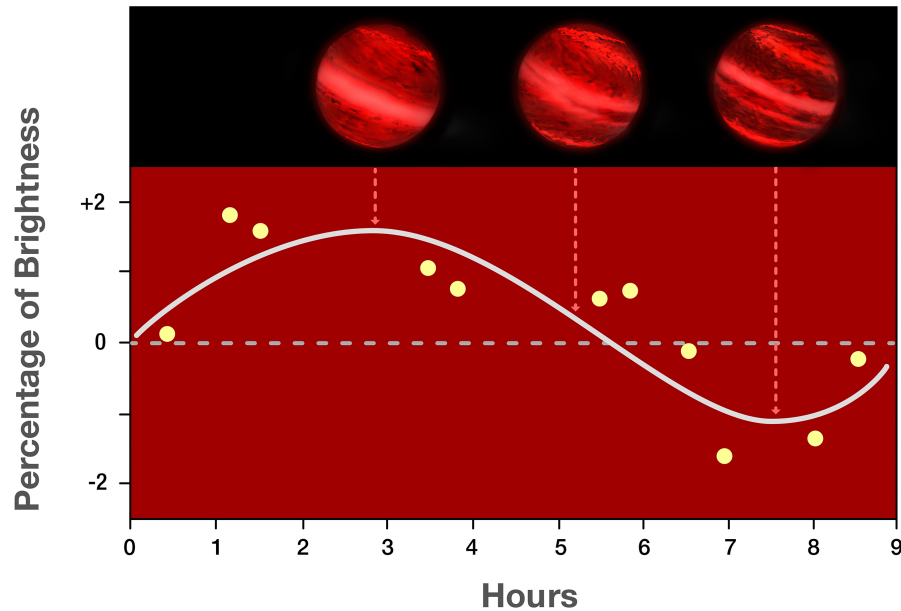


FIGURE 1.37 Nuages sur l'exoplanète géante 2M 1207 b. La luminosité de la planète a été mesurée régulièrement pendant plusieurs heures d'affilées dans l'infrarouge grâce au télescope spatial Hubble. Une manière d'expliquer la variation périodique qui a été observée est la présence de larges bandes de nuages, qui assombrissent la surface, et deviennent visibles puis invisibles à mesure que la planète tourne sur elle-même. Figure créée par NASA, ESA, Y. Zhou (University of Arizona), and P. Jeffries (STScI).

L'étude de la variabilité se fait généralement en photométrie large bande, mais c'est aussi possible et intéressant de le faire dans des bandes plus étroites ou dans plusieurs portions du spectre en même temps, puisque les espèces chimiques composant l'atmosphère ont chacune leur signature spectrale propre. Il est alors possible de sonder la couche nuageuse à différentes altitudes et de formuler des hypothèses quant à la structure de l'atmosphère et la distribution horizontale et verticale des nuages au sein de cette dernière (voir Figure 1.38). Buenzli et al. (2012) ont observé la naine brune 2MASS J22282889-431026 dans différentes bandes étroites de l'infrarouge avec les télescopes spatiaux Hubble et Spitzer. Ils ont observé une variabilité à la

même période de 1.4 h dans plusieurs bandes, mais le signal ne présente pas la même amplitude et est déphasé d'une bande à l'autre. Cette observation pourrait indiquer des structures qui s'étendent en altitude et en latitude, ou encore simplement plusieurs régions de différentes températures à la surface.

Cloud Holes : Large Color Variations

Cloud Thickness: Small Color Variations

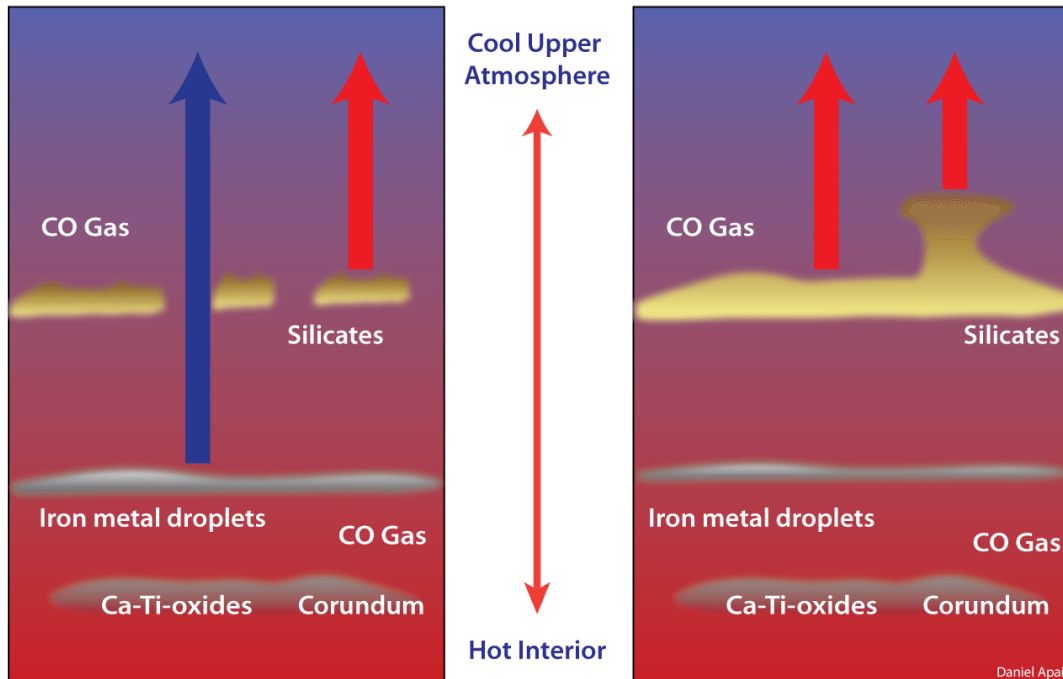


FIGURE 1.38 Diagramme de scénarios possibles pour expliquer la variabilité. **À gauche**, des trous dans les nuages permettent aux couches plus profondes et plus chaudes de l'atmosphère d'être vues. **À droite**, les nuages n'ont pas une épaisseur uniforme, si bien que du flux provenant de différentes profondeurs rapprochées de l'atmosphère parvient à l'observateur. L'amplitude de la variabilité attendue est moins grande dans le deuxième cas que dans le premier. Figure créée par Daniel Apai, tirée de distantearth.com/DanielApai/exoplanets.

L'étude de la variabilité des naines brunes sur de plus longues périodes a montré que, comme pour les planètes du Système solaire, les structures nuageuses de ces dernières évoluent intrinsèquement sur des échelles de temps allant de jours à mois. Il est donc possible qu'un objet très variable à une époque donnée ne le soit plus quelques jours ou mois plus tard. C'est le cas de SIMP0136, une naine brune qui présente à certaines époques une variation sinusoïdale très prononcée de sa luminosité sur sa période de 2.38 h, et pratiquement aucune variation à d'autres époques (voir Figure 1.39; Metchev et al. 2013, Bouchard et al. in prep.).

Il est raisonnable de s'attendre à ce que ce phénomène de variabilité changeante soit aussi présent pour les exoplanètes géantes.

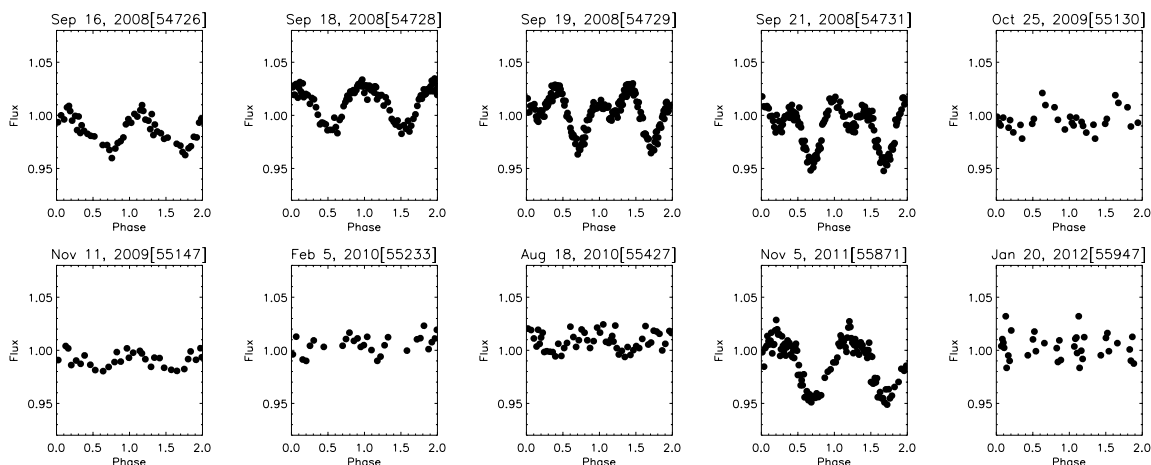


FIGURE 1.39 Observations de la naine brune SIMP 0136 prise à différentes époques entre septembre 2008 et septembre 2012. Une modulation de la variabilité est visible de jour en jour. À certaines époques, la variabilité atteint environ 6%, pic à pic, alors qu'à d'autres, elle est inférieure à 1%. Figure tirée de Metchev et al. (2013).

L'étude de la variabilité peut aussi mener à la détermination de la période de rotation de la planète. Cette période de rotation est intéressante à divers niveaux. C'est un indice du mode de formation et de la présence d'autres objets à proximité. La période de rotation de nombreuses naines brunes de type spectral L et T a été mesurée par Metchev et al. (2015). Une période de rotation d'environ 11 h a aussi été mesurée pour le compagnon de masse planétaire autour de 2M 1207 (Zhou et al. 2016). En comparant ce résultat à la période de rotation connue pour les planètes du Système solaire, pour la planète β Pic b (mesurée par un autre moyen par Snellen et al. 2014) et pour les naines brunes vieilles de l'étude de Metchev et al. (2015) et jeunes de Scholz et al. (2015), ils confirment la tendance montrée par Snellen et al. (2014): pour les exoplanètes comme pour les planètes du Système solaire, la période de rotation diminue avec l'augmentation de la masse (Figure 1.40). Snellen et al. (2014) avaient avancé que cela confirmait le fait que β Pic b avait probablement, comme les planètes du Système solaire, été formée dans un disque protoplanétaire. Zhou et al. (2016) soulignent que le fait que 2M 1207b (compagnon d'une naine brune qui n'a vraisemblablement pas été formé dans un disque autour de cette dernière) et plusieurs naines brunes isolées suivent aussi cette

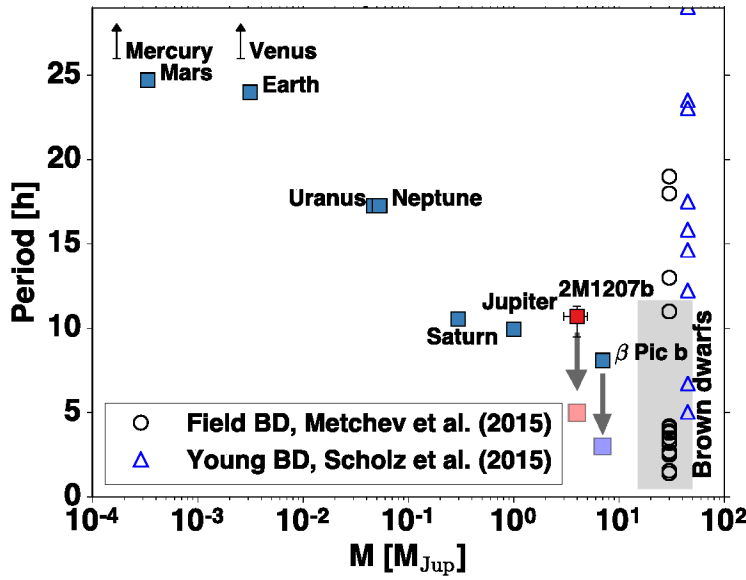


FIGURE 1.40 Période de rotation de planètes du Système solaire, de deux exoplanètes connues, formées vraisemblablement de deux manières différentes et de naines brunes isolées. Pour les deux planètes, qui sont très jeunes, la période de rotation à un âge comparable au Système solaire a été estimée à partir du principe de conservation du moment angulaire. Figure tirée de Zhou et al. (2016).

tendance suggère que la période de rotation seule n'est probablement pas un indicateur fiable du mode de formation.

1.6 Cette thèse

1.6.1 Présentation

La détection et la caractérisation d'exoplanètes ont connu un essor fulgurant depuis 20 ans. Ce doctorat, qui s'inscrit dans cet effort, se concentre principalement sur la recherche d'exoplanètes géantes à grande séparation autour d'étoiles de faible masse membres d'associations jeunes, grâce à un relevé effectué à Gemini Sud, et la caractérisation de l'unique planète trouvée par ce relevé, GU Psc b.

Le premier volet du projet exploite la méthode d'imagerie directe pour pousser la recherche de compagnons sous-stellaires aux confins des systèmes stellaires de ces étoiles moins massives. Les étoiles cibles sont 95 étoiles, principalement de type spectral M, qui ont été identifiées par un projet conjoint comme étant des membres probables d'associations d'étoiles jeunes. Les observations ont été menées au télescope Gemini Sud, au Chili, avec l'instrument *Gemini Multi-Object Spectrographs* (GMOS). L'imagerie dans les filtres i' et z' permet de détecter des compagnons grâce à leur couleur distinctement élevée en $i'z'$. Sans utiliser de technique d'imagerie à haut contraste, une région de $\sim 2-150''$ est ainsi sondée, ce qui permet de détecter des compagnons jusqu'à une magnitude apparente de $z \sim 22$, ce qui correspond à des masses de $>3-5 M_{\text{Jup}}$ à des séparations d' $\sim 100-5000$ au pour des cibles aux distances et aux âges typiques de l'échantillon. Ce relevé et ses résultats sont présentés en détails dans un article en préparation pour la revue *The Astrophysical Journal*.

Sur ce nombre, un compagnon, GU Psc b, a été trouvé autour d'une étoile M3 qui est un membre probable de l'association jeune AB Doradus (100 ± 30 Ma). L'étoile a une distance statistique de 48 ± 2 pc dans cette association. Une caractérisation plus poussée, incluant la mesure de la magnitude dans d'autres filtres dans l'infrarouge ($Y, J, H, K_s, W1, W2$), la mesure d'un mouvement propre commun et un spectre infrarouge présentant des signes de faible gravité, a confirmé la nature de l'objet. Les modèles évolutifs (comme le modèle COND, de Baraffe et al. 2003), suggèrent une masse de $9 - 13 M_{\text{Jup}}$ pour cet objet. Étant situé à ~ 2000 au de son étoile, cet objet n'a certes pas été formé dans un disque. Comme la plupart des systèmes trouvés par imagerie directe à ce jour, ce système a certainement le potentiel de

soulever des questions et d'étendre notre compréhension sur la formation et l'évolution des planètes. À cette grande distance, l'étoile n'est pas trop brillante et plusieurs observations de suivi peuvent être faites, ce qui permet à cet objet de servir de modèle pour mieux comprendre des planètes dont l'observation n'est pas aussi aisée, par exemple les planètes à plus faibles séparations angulaires qui sont détectées par GPI ou SPHERE. La découverte et la caractérisation de ce compagnon sont décrits dans un article publié en mai 2014 dans la revue *The Astrophysical Journal*.

En particulier, étant donné sa très grande distance de son étoile, GU Psc b est un cas rare de planète pour laquelle il est possible d'étudier la variabilité de la luminosité, comme cela se fait déjà pour les naines brunes. Étudier la variabilité est une technique unique pour mieux comprendre l'atmosphère d'une planète et éventuellement mesurer sa période de rotation. Si la surface est non uniforme, il est possible que la rotation fasse apparaître successivement des zones plus brillantes et moins brillantes, entraînant une variabilité sur une période égale à la période de rotation. Trois séquences d'observation de 5–6 h consécutives ont été acquises pour GU Psc b dans l'infrarouge avec WIRCam, au CFHT: la première en décembre 2013 et les deux autres lors de deux nuits consécutives en octobre 2014. La dernière séquence montre une variation significative d'environ 4.2% d'amplitude pic-à-pic sur une période d'environ 6h. Les deux autres ne présentent pas de variabilité aussi significative. Il s'agit d'une des premières études de la variabilité d'un compagnon jeune de masse planétaire. Le fait que la luminosité de cet objet varie avec une amplitude de quelques % et que la variabilité change sur une période de quelques heures/mois est compatible avec ce qui est déjà observé chez des naines brunes de températures semblables mais vieilles. Ces résultats sont présentés dans un article en préparation pour la revue *The Astronomical Journal*.

Finalement, cette thèse est complétée par une conclusion qui récapitule les travaux présentés ici, en présente les impacts et propose des idées pour poursuivre ces projets.

1.6.2 Déclaration de l'étudiante

J'ai rédigé toute l'introduction et l'essentiel des articles reproduits aux chapitres 2, 3 et 4. J'ai créé et modifié certaines figures de l'introduction (la référence est toujours mentionnée)

et créé la plupart des tables et figures qui sont présentées dans les articles²⁵. J'ai énormément bénéficié de l'apport de mes directeurs de thèse, collègues et autres co-auteurs de mes articles, entre autres pour la relecture des articles et la rédaction de certaines portions. L'idée originale de la thèse et en particulier du programme d'observation présenté au chapitre 2 (PSYM-WIDE) appartient à René Doyon (RD) et Étienne Artigau (ÉA).

Avec l'aide d'ÉA et de Loïc Albert (LA), j'ai écrit les demandes de temps pour faire les observations liées à ce programme, j'ai conçu les programmes d'observation (*Phase 2*) et assuré à distance le bon déroulement de ces observations avec GMOS à Gemini Sud. J'ai aussi écrit les demandes faites pour les instruments WIRCam (CFHT), GNIRS (Gemini-Nord) et CPAPIR (Observatoire du Mont-Mégantic), qui ont mené à une meilleure caractérisation du compagnon GU Psc b, présentée aux chapitres 3 et 4. J'étais sur place au CFHT en octobre 2014 pour les 2^{ème} et 3^{ème} séquences d'observation pour étudier la variabilité de GU Psc b. J'ai aussi initié une collaboration avec Charles Beichman et Chris Gelino, pour obtenir les observations de GU Psc b avec télescope Keck pour vérifier si ce dernier était binaire et j'ai participé en direct à distance à ces observations.

J'ai modifié un programme écrit par ÉA pour faire la réduction des données effectuées avec GMOS pour PSYM-WIDE, et un autre écrit par LA pour les observations faites avec WIRCam. Les données CPAPIR ont été réduites par ÉA, les données spectrales de GU Psc A (dans l'optique et l'infrarouge) ont été réduites et analysées par LM et JG, respectivement. Les données prises au Keck ont été réduites par l'équipe du Keck. J'ai développé le programme optimisé pour réduire les données WIRCam pour créer les courbes de lumière de GU Psc b.

Avec Lison Malo (LM) et Jonathan Gagné (JG), j'ai sélectionné les meilleures étoiles hôtes pour le programme PSYM-WIDE. Avec leur aide et une recherche exhaustive de la littérature, j'ai compilé les données relatives à ces cibles et développé des critères pour assigner un âge et une distance sensibles à chacune de ces cibles. Avec LM, j'ai effectué une recherche de littérature pour établir un portrait complet de GU Psc A, et établir avec certitude son âge et sa distance.

Pour établir le point zéro des observations prises avec GMOS dans des conditions non

25. Sauf, dans l'article 3, les figures 5, 7 et 8 (créées respectivement par Étienne Artigau; Jason Rowe; et Loïc Albert). Jason Rowe a aussi fourni les données pour la Figure 9.

photométriques, j'ai initié des collaborations avec des membres des équipes des relevés grand champ PanSTARRS et SkyMapper et développé un programme de calibration. J'ai aussi développé le programme pour déterminer les courbes de contraste, les limites de détection et la carte de complétude du programme PSYM-WIDE. En collaboration avec ÉA et LA, j'ai écrit un programme pour évaluer que GU Psc b et GU Psc A avaient effectivement des mouvements propres compatibles et pour confirmer le type spectral de GU Psc b. J'ai aussi écrit, en collaboration avec LA, un programme novateur pour faire un ajustement simultané de données spectrophotométriques et utilisé ce programme pour déterminer le meilleur modèle théorique pour GU Psc b. Une version modifiée de ce programme a été utilisée initialement dans l'article BANYAN VII (Gagné et al. 2015b) et un article de caractérisation de CFBDSIR 2149 (Delorme et al. 2017). J'ai aussi initié des collaborations avec France Allard et Derek Homeier ainsi qu'avec Didier Saumon et Caroline Morley pour étudier la distribution d'énergie spectrale et établir les propriétés physiques de GU Psc b à l'aide des modèles d'atmosphère et modèles évolutifs qu'ils ont développés. Avec l'aide de RD et ÉA, j'ai étudié différentes voies pour étudier la variabilité dans les courbes de lumière de GU Psc b. La méthode sélectionnée comprend une analyse des composantes principales (PCA analysis) et un ajustement de courbe sinusoïdale. Les résultats obtenus à l'aide de cette méthode ont été confirmés avec une analyse Monte Carlo Markov Chain et l'utilisation du BIC (Bayesian Information Criterion) par Jason Rowe (JR), LA et ÉA. Les deux sections présentant cette méthode dans le chapitre 4 ont été écrites par JR.

En plus des éléments présentés dans cette thèse, j'ai participé activement à la recherche dans le domaine des exoplanètes tout au long de ma thèse, de différentes manières.

- Rédaction de demandes de temps, supervision de la prise de données et réduction des données pour un autre programme de détection d'exoplanètes géantes, cette fois-ci à l'aide de l'instrument NICI à Gemini-Sud (PSYM; *Planet Search around Young M dwarfs*). Les observations pour ce programme ont été effectuées sur 5 semestres différents, entre 2010 et 2013.
- Aide sporadique à des programmes de recherche menés par d'autres chercheurs (sélection de cibles, relecture de demandes de temps et d'articles, aide à l'analyse).

- Rédaction d'affiches, présentations orales et rédaction de compte-rendu pour des conférences internationales, entre autres:
 - RoPACS meeting : Hot Planets and Cool Stars, Garching (Allemagne), 2012 (présentation orale et compte-rendu: Naud et al. 2013),
 - Xth Rencontres du Vietnam: Exoplanetary Science, Quy Nhon (Vietnam) 2014 (présentation orale),
 - Cool Stars 17, Barcelone (Espagne) 2011 (présentation par affiche),
 - IAU 276: The Astrophysics of Planetary Systems, Turin (Italie) 2011 (présentation par affiche),
 - UCF Winter Workshop: Exoplanets for Planetary Scientist, Orlando (États-Unis), 2010 (présentation par affiche),
 - Sagan Exoplanet Workshop, Los Angeles (États-Unis), 2010 (participation à l'élaboration d'une mission de détection d'exoplanètes par transit),
 - Astrobiology Graduate Conference, Seattle (États-Unis) 2010 (présentation orale).
- Participation à la rédaction du *primer* sur l'astrobiologie en tant que co-éditrice du chapitre sur les biosignatures, projet qui a débuté en 2009 et a finalement été publié cette année (Domagal-Goldman et al. 2016).
- Assistance à la coordination de l'iREx, l'institut de recherche sur les exoplanètes (2014-2015) et participation à l'organisation de la conférence In the Spirit of Lyot, qui s'est tenue à Montréal en juin 2015 (membre du comité d'organisation local).

J'ai aussi participé à de nombreuses activités de vulgarisation: présentations grand public (Cosmodôme, Clubs d'astronomie), participation aux observations et à la rédaction du calendrier des étudiants en astrophysique du Centre de Recherche en Astrophysique du Québec, rédaction d'articles et participation à des entrevues dans les médias écrits, radio et télévisés, ainsi que sur le web.

Chapitre 2

PSYM-WIDE: A SURVEY FOR LARGE-SEPARATION PLANETARY-MASS COMPANIONS TO LATE SPECTRAL TYPE MEMBERS OF YOUNG MOVING GROUPS

Marie-Eve Naud^{1*}, Étienne Artigau¹, René Doyon¹, Lison Malo^{2,1}, Jonathan Gagné^{3,4},
David Lafrenière¹, Christian Wolf⁵, and Eugene A. Magnier⁶

¹ *Institut de recherche sur les exoplanètes, Département de physique, Université de Montréal, Montréal, QC H3C 3J7, Canada*

² *Canada–France–Hawaii Telescope (CFHT) Corporation, 65-1238 Mamalahoa Highway, Kamuela, Hawaii 96743, USA*

³ *Department of Terrestrial Magnetism, Carnegie Institution for Science, 5241 Broad Branch Road NW, Washington, DC 20015, USA*

⁴ *NASA Sagan Fellow*

⁵ *Research School of Astronomy and Astrophysics, Australian National University, Canberra, ACT 2611, Australia* ⁶
Institute for Astronomy, University of Hawaii, 2680 Woodlawn Drive Honolulu, HI 96822, USA.

*Received 2016 November 22; revised 2017 July 1; accepted 2017 July 3; published 2017
September 4*

Publié dans *The Astronomical Journal*

4 septembre 2017, Volume: 154:129, article ID 129

Reproduit avec la permission de l'AAS

2.1 Abstract

We present the results of a direct-imaging survey for very large separation (>100 AU) late spectral type companions around 95 nearby young K5–L5 stars and brown dwarfs. They are high-likelihood candidates or confirmed members of the young ($\lesssim 150$ Myr) β Pictoris and AB Doradus moving groups (ABDMG) and the TW Hya, Tucana-Horologium, Columba, Carina, and Argus associations. Images in i' and z' filters were obtained with GMOS on Gemini South to search for companions down to an apparent magnitude of $z' \sim 22$ – 24 at separations $\gtrsim 20''$ from the targets and in the remainder of the wide $5'.5 \times 5'.5$ GMOS field of view. This allowed probing the most distant region where planetary-mass companions could be gravitationally bound to the targets. This region was left largely unstudied by past high-contrast imaging surveys, that probed much closer-in separations. This survey led to the discovery of a planetary-mass (9 – $13 M_{\text{Jup}}$) companion at 2000 AU from the M3V star GU Psc, a highly probable member of ABDMG. No other substellar companions were identified. These results allowed constraining the frequency of distant planetary-mass companions (5 – $13 M_{\text{Jup}}$) to $0.84^{+6.73}_{-0.66}\%$ (95% confidence) at semi-major axes between 500 and 5000 AU around young K5–L5 stars and brown dwarfs. This is consistent with other studies suggesting that gravitationally bound planetary-mass companions at wide separations from low-mass stars are relatively rare.

Keywords: planets and satellites: detection – planets and satellites: gaseous planets – stars: individual (GU Psc) – stars: low-mass

2.2 Introduction

Twenty years after the first detection of an exoplanet around a main-sequence star (Mayor & Queloz 1995), the increasing number of known exoplanets provides a clearer overall picture of the content and architecture of exoplanetary systems. However, the outer realms of planetary systems, inaccessible to the radial velocity and transit methods, are still largely unexplored. Direct imaging is the prime method to explore separations larger than a few tens of AUs. This method has seen tremendous improvements since the first major discoveries, including the first

image of a planetary-mass companion around the brown dwarf 2MASS J12073346-3932539 b (2M 1207 b hereafter; Gizis 2002; Chauvin et al. 2004; Ducourant et al. 2008), the first image of a planet around a sun-like star, 1RXS J1609–2105 b (Lafrenière et al. 2008, 2010) and the first exoplanetary system, around HR 8799 (Marois et al. 2008, 2010). Dedicated second-generation high-contrast imagers like SPHERE (Beuzit et al. 2008) and GPI (Macintosh et al. 2014) are now reaching contrasts allowing the detection of giant planets from ~ 5 to ~ 100 AUs (Macintosh et al. 2015; Wagner et al. 2016).

While similar to their closer-in exoplanet counterparts in many ways, distant, directly-imaged companions also share similarities with low-mass brown dwarf companions and isolated planetary-mass objects (e.g., Faherty et al. 2016). The directly-imaged exoplanets found to date provide essential constraints on the dynamics of planetary systems and on substellar formation models, and come with their own open questions. Most of them are not readily explained by standard planetary formation scenarios. They could be planets formed in a disk that were later scattered outward or planetary-mass objects that formed like brown dwarfs and stars, through the fragmentation of a collapsing prestellar core.

Young stars are prime targets for direct imaging surveys, as young companions are brighter than their older counterparts, since they are still contracting and cooling down. Recently, significant progress has been made to identify young stars of the local neighborhood that are members of Young Moving Groups (YMGs). Stars in these sparse ensembles were formed together and therefore share similar positions and space motions in the Galaxy (Zuckerman & Song 2004). Their members provide an important advantage for direct imaging surveys, because evolutionary models allow to translate their well-constrained age to relatively precise mass constraints for planetary-mass companions. Most low-mass late spectral type members of these associations remained undetected until a few years ago, because the observations used to determine proper motions, radial velocities and distances were mostly available in the optical. Malo et al. (2013; M13 hereafter), Malo et al. (2014b; M14 hereafter) and Gagné et al. (2014; G14 hereafter) identified a large number of low-mass stars, brown dwarfs and isolated planetary-mass objects with high membership probabilities in seven young and nearby YMGs (the β Pictoris moving group, β PMG; the TW Hya association, TWA; the Tucana-

Horologium association, THA; the Columba association, COL; the Carina association, CAR; the Argus association, ARG and the AB Doradus moving group; ABDMG), using a novel Bayesian analysis and dedicated observation programs.

Some of the first direct-imaging surveys concentrated on massive stars, where theory predicts more giant exoplanets and where some of the first detections of planets through direct imaging were made (notably, HR 8799, an A5V star; Marois et al. 2008, 2010). First-generation surveys, like GDPS (Gemini Deep Planet Survey; Lafrenière et al. 2007) and the NaCo Deep imaging survey of young, nearby austral stars (Chauvin et al. 2010) did include several M stars. Interestingly, the latter led to the discovery of the planetary-mass companion around the M8 brown dwarf 2M1207. Surveys dedicated to low-mass stars were undertaken in recent years. The PALMS survey (Planets Around Low-Mass Stars; Bowler et al. 2015) did not detect any 1–13 M_{Jup} companions between 10–100 AU around their sample of 122 K5–M4 single dwarfs. This allowed to determine an upper limit (95% confidence level) of 10.3% (16%) for these objects, assuming a hot (cold) start evolutionary model. Lannier et al. (2016) presents the result of another M-stars survey, based on VLT observations. Their sample of 58 M stars includes most of the 16 stars from the Delorme et al. (2012) survey, a pioneer study dedicated to low-mass stars. A frequency of $2.3^{+2.9}_{-0.7}\%$ is determined for 2–14 M_{Jup} companions at separation of 8–400 AU. The meta-analysis presented by Bowler (2016), that summarizes the results of 9 surveys (including PALMS, GDPS and the Gemini NICI Planet-Finding Campaign; Biller et al. 2013), includes 118 M stars and finds an upper limit of 3.9% (5.4%; 7.3%) for the occurrence of 5–13 M_{Jup} at 30–300 AU (10–1000 AU; 100–1000 AU) around them. The results of the IDPS (International Deep Planet Search) survey (292 stars) were combined with those of GDPS and of NaCo-LP survey (Chauvin et al. 2015) in Galicher et al. (2016). They find a planetary-mass (0.3–14 M_{Jup}) companion fraction between 20–300 AU of $0.90^{+4.05}_{-0.65}\%$ for their “low-mass” ($<1.1 M_{\odot}$) sample, that includes G, K and M stars.

In 2010, the survey PSYM – Planet Search around Young-associations M dwarfs – was started to detect planetary-mass companions around young K5–L5 stars and brown dwarfs newly identified in M13, M14 and G14. This paper presents the results of the PSYM-WIDE survey of 95 stars with the Gemini Multi-Object Spectrograph (GMOS; Hook et al. 2004) at

Gemini-South. PSYM-WIDE was designed specifically to detect planetary mass companions at large (500–5000 AU) separations. A new planetary-mass companion, GU Psc b, was identified as part of this survey and was presented by Naud et al. (2014). The sample and selection criteria are described in §2, the observations are presented in §3 and followed by the results in §4. A discussion that puts the results derived in perspective is presented in §5. The paper concludes with a discussion on the plausible origin of these wide companions and ongoing efforts to find them.

2.3 The stellar sample

2.3.1 Target Selection

The sample of stars surveyed in this work has been drawn primarily from high-probability YMG members identified by the Bayesian analysis presented in M13, M14 and G14. The BANYAN (M13, M14) and BANYAN II (G14) tools both use sky position, proper motion, as well as color-magnitude diagrams to assess the probability that a star is a member of β PMG, ABDMG, TWA, THA, COL, CAR or ARG. The Bayesian analysis provides an estimation of the radial velocity and distance (statistical distance; d_s) of a star assuming membership to a given association. The statistical distance and predicted radial velocities have been demonstrated to have a typical accuracy of ~ 10 – 20% compared to direct measurements when membership is confirmed (see M13). When a star has a high membership probability, this method therefore provides good estimates of those values. Measuring the radial velocity and/or parallax together with other signs of youth is needed to unambiguously establish the membership of a candidate member.

In M13, the I_C and J photometry were used with the BANYAN tool to identify 214 new highly probable low-mass members (spectral types K5–M5) among an initial sample of several hundreds of stars displaying youth indicators such as $H\alpha$ or X-ray emission from Riaz et al. (2006). In M14, new radial velocity measurements were included in the analysis to further confirm the membership of 130 candidates from M13 and 57 other stars from the literature. The BANYAN II tool presented in G14 adapted the M13 analysis to identify lower-

mass stars and brown dwarfs (later than M7) members of the YMG, using 2MASS and *WISE* photometry. Their initial candidate sample is composed of 158 stars that display spectroscopic signs of youth or have unusually red colors for their spectral type at near-infrared wavelengths. Among these, 25 new high probability candidates were identified and the membership of 10 candidates was confirmed. The same tool was used in an all-sky survey built from a cross-match of the 2MASS and AllWISE to identify a total of 228 new M4–L6 candidate members of YMGs (Gagné et al. 2015c,b).

Among the M13/M14/G14 published or preliminary sample, those with declinations lower than $+20^\circ$ were first selected, as observations were to be made at Gemini-South in Chile. Stars with the highest membership probabilities were prioritized. Stars in the youngest associations were preferred, as younger companions at a given mass are brighter than their older counterparts and thus easier to detect. Stars with the nearest statistical distances (or parallaxes when available) were also prioritized, in order to probe a region as close as possible to the stars. Objects located at distances beyond 80 pc were rejected. Binary stars were not excluded a priori from the selection. Twenty stars in the sample are known as double or triple systems. These are identified in the spectral type column of Table 1 with the mention “sb1”, “sb2” or “sb3”, or with the “+” sign, which indicates that there is a stellar companion (the spectral type of this companion is sometimes not known). Recent discoveries have demonstrated that the presence of a similar-mass or lower-mass companion does not preclude the detection of additional companions around a star; Ross 458(AB)c represents such a low-mass companion on a very wide orbit around a much tighter M dwarf binary (Goldman et al. 2010). A total of 69 stars were taken from the M13/M14 sample, and 12 from G14.

Seven bona fide members previously known in the literature and used in M13 and/or G14 to determine the kinematic and photometric properties of the YMGs were also added to the sample. A few young stars that do not appear in M13, M14 or G14, but that were also identified as young in the literature (3 from Shkolnik et al. 2011, 2012, 3 from Rodriguez et al. 2011 and 1 from Kiss et al. 2011) were also included.

The properties of the final sample of 95 stars are listed in Table 1 and presented in Figures 2.1 and 2.2. They have late spectral types ranging from K5 to L5, with a median type of M3.

The least massive of the stars in the sample are close to the deuterium-burning limit mass. For example, Faherty et al. (2016) estimated the mass of the L3 2MASS J21265040-8140293 to be $24.21 \pm 14.3 M_{\text{Jup}}$, and that of the L1 2MASS J00040288-6410358 to be $16.11 \pm 2.9 M_{\text{Jup}}$. No selection was made based on the galactic latitude; 7 targets have galactic latitude $|b| < 15^\circ$, and are thus located in relatively crowded fields. This slightly complicates the confirmation procedure and reduces the likelihood of planet detection (see Section 2.5.2). It is important to note that the sample of young nearby stars from which we draw our sample is still under construction, and suffers many biases (Riaz et al. 2006, for example, only selected the sources that are bright in X-ray). Therefore, it is not expected that it follows closely a field initial mass function.

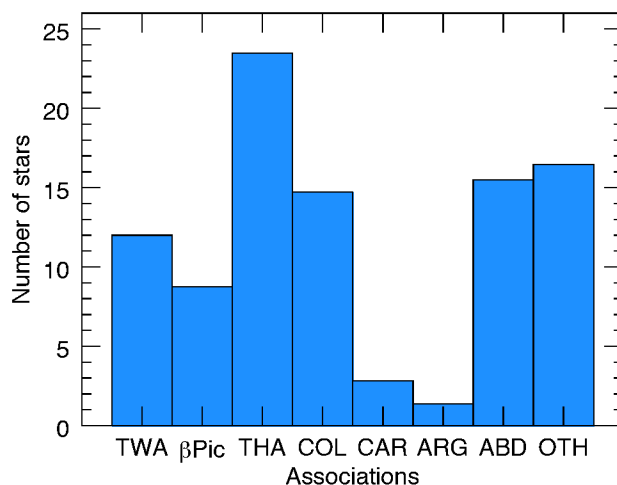


FIGURE 2.1 Distribution of the target stars most probable associations

2.3.2 Age and Distance estimates

A distance estimate for the target star is needed to convert angular separation to physical separation, and apparent magnitude limits to absolute magnitude limits. An estimate of the age is also necessary to convert absolute magnitude to mass, using evolutionary models. Assigning membership to a young association is one of the few ways that are available to constrain the age of low-mass stars and obtain an approximation of their distance, as seen in section 2.3.1. All targets selected for the PSYM-WIDE survey were analyzed with the most

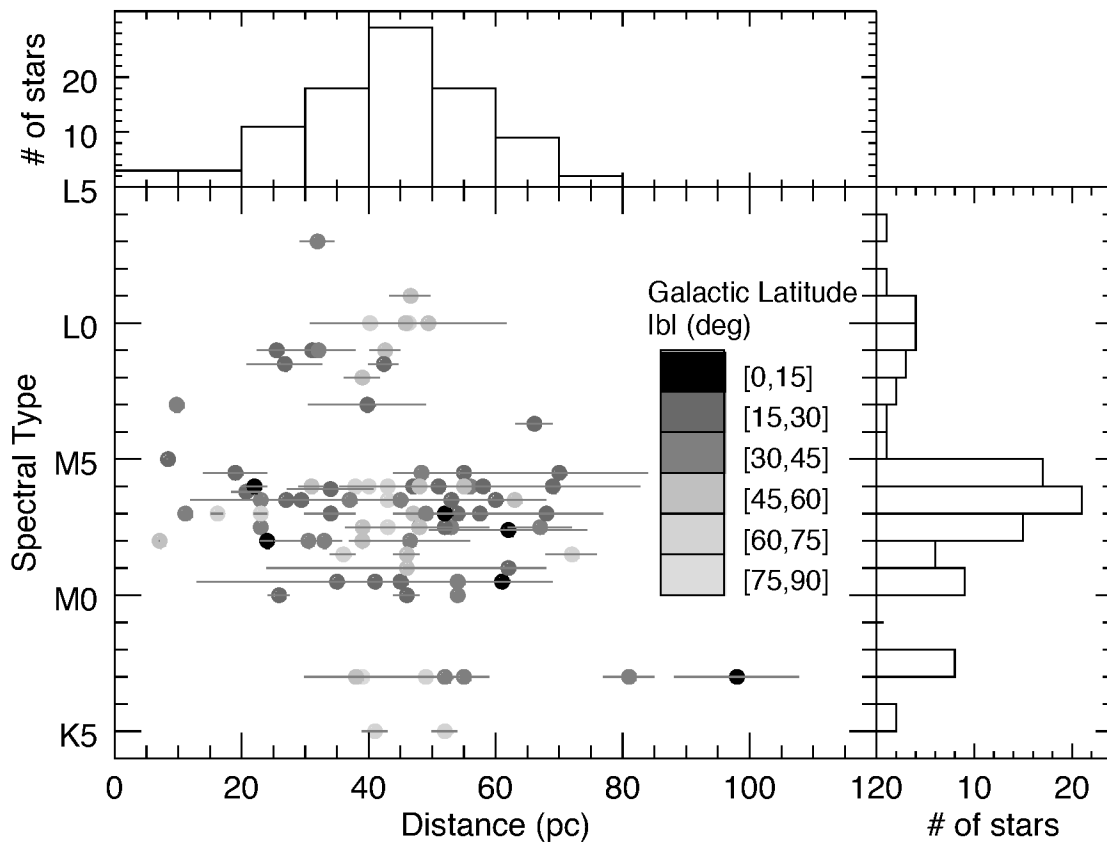


FIGURE 2.2 Distribution of spectral types versus distribution of distances. The histograms of these values are also shown. The galactic latitude $|b|$ is color-coded, the greater the distance from the galactic plane, the lighter the points are.

recent version of BANYAN (spectral type earlier than M7) or BANYAN-II (spectral type later than M7) to calculate their membership probability to several young moving groups, informed by the most recent measurements of proper motion, parallax and/or radial velocity. The membership of all stars is listed in Table 2.

The status “bona fide” (BF) was assigned to stars with all kinematic measurements, a trigonometric parallax and youth indicators, that have a Bayesian probability above a selected high threshold ($>90\%$ for stars analyzed with BANYAN and $>99\%$ for those analyzed with BANYAN II) that minimizes the chance of a false positive in the sample. Objects that are missing one kinematic measurements and have a Bayesian probability above the threshold are referred to as “high-likelihood candidates” (HLC). Those that have no radial velocity or parallax measurements with a Bayesian probability above the threshold are referred to as “candidates” (C). The large majority of the stars in the sample belongs to one of these categories (7BF, 58 HLC, and 2 C).

Table 2.1. Target Sample Properties

2MASS Designation	Coordinates		Proper Motion		Ref. ^b	Sp. Type ^{ab} (Opt.)	T^b	Magnitudes			Trigonometric distance ^b (pc)	Radial Velocity ^b (km s ⁻¹)	
	α (J2000.0)	δ (J2000.0)	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr ⁻¹)	μ_{δ} (mas yr ⁻¹)				J (2MASS)	H (2MASS)	K_S			$W1$
J00040288-6410358	1.0120	-64.1766	64.0±12.0	-47.0±12.0	F16	L1 γ^o	15.79	14.83	14.01	13.41	12.96	5.3 ± 3.4 ^l	
J00172353-6645124	4.3481	-66.7535	102.9±1.0	-15.0±1.0	Z12	M2.5	10.66	8.56	7.93	7.59	7.50	10.7 ± 0.2	
J00325584-4405058	8.2327	-44.0850	128.3±3.4	-93.6±3.0	F16	L0 γ^g	14.78	13.86	13.27	12.84	12.52	12.9 ± 1.9 ^k	
J00374306-5846229	9.4294	-58.7730	57.0±10.0	17.0±5.0	F16	L0 γ^g	15.37	14.26	13.59	13.15	12.77	6.6 ± 0.1 ^k	
J01071194-1935359	16.7998	-19.5933	64.4±1.6	-39.5±1.2	Z12	M0.5+M2.5 ^c	9.42 ⁱ	8.15	7.47	7.25	7.09	7.11	11.5 ± 1.4 ^p
J01123504+1703557	18.1460	17.0655	92.0±1.0	-98.4±1.0	Z05	M3	12.23	10.21	9.60	9.35	9.26	9.13	-1.5 ± 0.5
J01132958-0738088	18.3733	-7.6358	70.5±1.1	-66.1±1.0	Z12	K7+M5.5 ⁿ	10.95	9.36	8.71	8.53	8.43	8.41	41.3 ± 4.1
J01220441-3337036	20.5184	-33.6177	105.3±1.2	-58.3±1.0	Z12	K7	9.92	8.31	7.64	7.45	7.27	7.37	4.7 ± 0.4
J01351393-0712517	23.8080	-7.2144	106.3±5.1	-60.7±5.1	Ro10	M4(sb2) ^{v,s}	10.52 ⁱ	8.96	8.39	8.08	7.97	7.80	6.8 ± 0.8
J01415823-4633574	25.4926	-46.5660	105.0±10.0	-49±10	F16	L0 γ^g	14.83	13.88	13.10	12.58	12.19	12.19	6.4 ± 1.6 ^k
J01484087-4830519	27.1703	-48.5144	110.3±1.1	-51.0±1.1	Z12	M1.5	11.04	9.19	8.55	8.36	8.26	8.19	21.5 ± 0.2
J01521830-5950168	28.0763	-59.8380	109.2±1.8	-25.7±1.8	Z12	M2-3 ^p	10.83	9.94	8.33	8.14	7.96	7.88	8.1 ± 1.8
J02045317-5346162	31.2216	-53.7712	95.1±2.9	-33.6±3.1	Z12	K5	12.85	10.44	9.81	9.56	9.41	9.22	10.9 ± 0.3
J02070176-4406380	31.7573	-44.1106	94.9±1.3	-30.6±1.3	Z12	M3.5(sb1) ^{v,s}	11.28	9.27	8.69	8.40	8.25	8.09	10.1 ± 0.3
J02155892-0929121	33.9955	-9.4867	96.6±1.9	-46.5±2.6	Z12	M2.5(sb3) ^{v,s}	9.79 ⁱ	8.43	7.80	7.55	7.31	7.26	2.5 ± 0.3
J02215494-5412054	35.4790	-54.2015	136.0±10.0	-10.0±17.0	F16	M8 β^u	13.90	13.22	12.66	12.34	11.97	11.97	10.2 ± 0.1 ^k
J02224418-6022476	35.6841	-60.3799	137.4±1.7	-13.8±1.7	Z12	M4	11.24	8.99	8.39	8.10	7.95	7.80	13.1 ± 0.9
J02251947-5837295	36.3311	-58.6249	102.2±5.2	-25.0±7.3	2MAW	M9 β^k	13.74	13.06	12.56	12.26	11.96	11.96	16.0 ± 1.3
J03050976-3725058	46.2907	-37.4183	80.3±0.9	-13.3±0.9	Z12	K5Ve ^{ee}	9.36	8.02	7.43	7.23	7.12	7.22	11.8 ± 0.7 ^k
J02340093-644206	38.5039	-64.7019	88.0±12.0	-15.0±12.0	F16	L0 γ^o	15.32	14.44	13.85	13.27	12.93	12.93	14.6 ± 0.3
J02485260-3404246	42.2192	-34.0735	90.2±1.4	-23.7±1.4	Z12	M4(sb1) ^{v,s}	13.64	9.31	8.63	8.40	8.25	8.05	14.3 ± 0.6
J02564708-6343027	44.1962	-63.7174	67.4±2.2	8.3±5.6	Z12	M4	11.31 ⁱ	9.86	9.22	9.01	8.80	8.63	18.5 ± 3.4
J03050976-3725058	46.2907	-37.4183	50.8±1.3	-12.2±1.3	Z12	M1.5+M3 ^c	11.46	9.54	8.88	8.65	8.56	8.46	14.3 ± 0.6
J03350208+2342356	53.7587	23.7099	54.0±10.0	-56.0±10.0	F16	M8.5 ^t	12.25	11.65	11.26	11.06	10.77	10.77	15.5 ± 1.7 ^{dd}
J03494535-6730350	57.4390	-67.5097	41.8±1.0	20.5±1.0	Z12	K7	11.16	9.85	9.23	9.03	8.87	8.88	16.8 ± 0.2
J04082685-7844471	62.1119	-78.7464	54.7±1.4	42.1±1.4	Z12	M0	10.89	9.28	8.59	8.40	8.29	8.26	16.4 ± 0.4
J04091413-4008019	62.3089	-40.1339	45.9±1.7	7.2±1.7	Z12	M3.5	12.82	10.65	10.00	9.77	9.68	9.52	21.3 ± 0.5
J04213904-7233562	65.4127	-72.5656	62.2±1.3	26.6±1.3	Z12	M2.5	11.82	9.87	9.25	8.99	8.91	8.79	15.0 ± 0.3
J04240094-5512223	66.0040	-55.2062	42.4±2.1	17.2±2.1	Z12	M2.5	11.75	9.80	9.16	8.95	8.80	8.67	20.1 ± 0.5
J04363294-7851021	69.1373	-78.8506	33.0±3.0	47.0±2.7	Z12	M4	12.52 ⁱ	10.98	10.36	10.10	9.96	9.77	26.5 ± 0.3
J04365738-1613065	69.2391	-16.2185	109.8±3.0	-21.9±4.2	Z12	M3.5	11.30	9.12	8.47	8.26	8.14	7.98	15.7 ± 0.5
J04402325-0530082	70.0969	-5.5023	320.4±10.6	126.8±7.3	2MAW	M7 ^e	10.66	9.99	9.55	9.36	9.17	9.17	29.9 ± 0.2 ^{dd}
J04433761+0002051	70.9067	0.0348	28.0±14.0	-99.0±14.0	F16	M9 ρ^f	12.51	11.80	11.22	10.83	10.48	10.48	17.0 ± 0.8 ^k
J04440099-6624036	71.0041	-66.4010	51.6±2.6	33.3±2.6	Z12	M0.5	11.05	9.47	8.75	8.58	8.50	8.47	16.7 ± 0.4
J04480066-5041255	72.0028	-50.6904	53.1±2.1	15.7±2.3	Z12	K7	10.42	8.74	8.08	7.92	7.81	7.79	19.3 ± 0.1
J04533054-5551318	73.3773	-55.8588	134.5±2.4	72.7±2.0	vL07	M3Ve+M3Ve ^r	8.15 ^q	7.80	7.24	6.89	5.96	5.38	30.0 ± 0.0 ^{ee}
J04571728-0621564	74.3220	-6.3657	22.9±1.9	-99.1±2.5	Z12	M0.5	11.11	9.51	8.83	8.64	8.53	8.51	23.4 ± 0.3
J04593483+0147007	74.8951	1.7835	34.6±2.3	-94.3±1.4	vL07	M0Ve ^r	8.21 ^a	7.12	6.45	6.26	6.21	6.06	19.8 ± 0.0 ^b
J05090356-4209199	77.2649	-42.1555	26.7±1.8	59.0±1.4	Z12	M3.5	11.72	9.58	8.98	8.76	8.60	8.43	16.8 ± 1.7
J05100427-2340407	77.5178	-23.6780	41.4±2.3	-13.3±1.1	Z12	M3+M3.5	11.21	9.24	8.58	8.36	8.21	8.06	24.3 ± 0.3
J05142878-1514546	78.6199	-15.2485	34.2±3.3	-13.1±3.4	Z12	M3.5	13.14	10.95	10.40	10.10	9.98	9.82	21.4 ± 0.3
J05241317-2104427	81.0549	-21.0786	33.3±2.5	-17.1±2.2	Z12	M4	12.40	10.21	9.60	9.32	9.23	9.05	24.5 ± 0.3
J05241914-1601153	81.0798	-16.0209	16.0±2.5	-34.8±3.5	Z12	M4.5+M5.0	11.17	8.67	8.13	7.81	7.62	7.42	17.5 ± 0.6
J05254166-0909123	81.4236	-9.1534	39.2±8.0	-188.4±8.0	Z12	M3.8+M5 ^{dd}	10.58	8.45	7.88	7.62	7.45	7.30	26.3 ± 0.3
J05332558-5117131	83.3566	-51.2870	43.8±2.1	25.1±2.1	Z12	K7	10.62	8.99	8.36	8.16	8.06	8.06	19.6 ± 0.4
J05335981-0221325	83.4992	-2.3590	12.3±1.2	-61.3±2.4	Z12	M3	10.57	8.56	7.88	7.70	7.53	7.43	20.9 ± 0.2

Table 2.1 — continued

2MASS Designation	Coordinates		Proper Motion		Ref. ^b	Sp. Type ^{sb} (Opt.)	Magnitudes				Trigonometric distance ^b (pc)	Radial Velocity ^b (km s ⁻¹)	
	α (J2000.0)	δ (J2000.0)	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr ⁻¹)	μ_{δ} (mas yr ⁻¹)			J (2MASS)	H (2MASS)	K_S	$W1$			$W2$
J05392505-4245211	84.8544	-42.7559	40.8±1.3	17.5±1.9	Z12	M2	11.34	9.45	8.80	8.60	8.47	8.38	21.9±0.2
J05395494-1307598	84.9789	-13.1333	20.3±4.8	-11.7±5.4	Z12	M3	12.62	10.60	9.98	9.72	9.61	9.48	24.9±0.4
J05470650-3210413	86.7771	-32.1782	23.7±0.9	7.1±1.7	Z12	M2.5	11.91	9.86	9.22	9.03	8.92	8.79	21.9±0.6
J05575096-1359503	89.4624	-13.9973	0.0±5.0	0.0±5.0	F16	M7 ^{id}	12.87	12.15	11.73	11.24	10.60		30.3±2.8 ^{dd}
J06045215-3433360	91.2173	-34.5600	27.3±0.3	340.9±0.3	R11	M5 ^r	9.60 ^x	7.74	7.18	6.87	6.67	6.39	22.4±0.3 ^x
J06085283-2753583	92.2201	-27.8995	8.9±3.5	10.7±3.5	F16	M8.5e ^r	13.60	12.90	12.37	11.98	11.62		24.0±1.0 ^w
J06112997-7213388	92.8749	-72.2274	23.2±1.6	60.2±1.7	Z12	M4+M5	11.83	9.55	8.96	8.70	8.55	8.36	18.2±2.0
J06131330-2742054	93.3055	-27.7015	-13.1±1.6	-0.3±1.3	Z12	M3.5	10.17	8.00	7.43	7.14	7.01	6.82	22.5±0.2
J06434532-6424396	100.9388	-64.4110	1.6±2.4	53.1±2.4	Z12	M3+M4+M5	11.31	9.29	8.59	8.37	8.24	8.09	20.2±0.4
J08173943-8243298	124.4143	-82.7249	-80.3±1.1	102.5±0.8	Z12	M3.5+	9.08 ⁱ	7.47	6.84	6.59	6.48	6.27	15.6±1.5
J08471906-5717547	131.8294	-57.2985	-123.0±1.2	12.3±1.2	Z12	M4	11.57	9.41	8.81	8.55	8.37	8.19	30.2±0.2
J10260210-4105537	156.3088	-41.0983	-45.3±1.4	-2.5±1.4	Z12	M0.5	11.09	9.18	8.49	8.27	8.15	8.06	
J10285555+0050275	157.2315	0.8410	-603.8±1.9	-728.9±2.0	vL07	M2V ^r	7.39 ^a	6.18	5.61	5.31	5.18	4.87	8.3±0.5 ^m
J1115267-4401538	167.9695	-44.0316	-22.0±2.0	-12.0±4.0	Z05	M3.9 ^{cc}	13.65 ⁱ	12.09	11.49	11.22	11.10	10.91	17.6±0.3 ^{cc}
J11305355-4628251	172.7231	-46.4737	-35.3±2.2	4.7±1.8	Z12	M2.4 ^{cc}	14.13	12.09	11.57	11.29	11.14	10.99	10.0±0.1 ^{cc}
J11592786-4510192	179.8661	-45.1720	-52.8±5.1	-12.8±2.8	Z12	M4.5 ^e	11.53 ⁱ	9.93	9.35	9.06	8.92	8.72	13.5±0.3
J1210499-7116493	185.2708	-71.2804	-42.7±1.8	-10.2±1.6	Z12	K7	10.57	9.09	8.42	8.24	8.17	8.17	
J12265135-3316124	186.7140	-33.2701	-54.0±5.9	-35.0±6.3	2MAW	M6.3 ^{cc}	13.44	10.69	10.12	9.78	9.57	9.21	
J12300521-4402359	187.5217	-44.0433	-56.8±7.0	-12.8±1.9	Z12	M4 ^{cc}	12.65	10.45	9.84	9.57	9.44	9.26	
J12383713-2703348	189.6547	-27.0597	-185.1±5.1	-185.2±5.1	Ro10	M2.5+	10.57	8.73	8.08	7.84	7.66	7.57	9.9±0.2
J14284804-7430205	217.2002	-74.5057	-61.6±1.7	-34.6±1.7	Z12	M1 ^{v,d}	11.07	9.26	8.57	8.35	8.26	8.21	11.0±0.6
J14361471-7654534	219.0613	-76.9149	-45.0±1.9	-17.4±1.9	Z12	M0.5	11.69	9.84	9.17	8.96	8.83	8.75	
J15244849-4929473	231.2021	-49.4965	-120.8±8.0	-241.0±8.0	Z12	M2	9.45 ⁱ	8.16	7.53	7.30	7.14	7.02	10.3±0.2
J15310958-3504571	232.7899	-35.0825	-20.6±2.0	-25.4±2.0	Z12	M4.5 ^e	12.40 ⁱ	10.72	10.10	9.80	9.63	9.40	-9.3±0.4
J16430128-1754274	250.7554	-17.9076	-26.6±1.2	-52.4±1.3	Z12	M0.5	11.18	9.44	8.76	8.55	8.44	8.41	1.4±0.2
J16572029-5343316	254.3346	-53.7255	-13.0±6.3	-85.1±2.2	Z12	M3	10.61	8.69	8.07	7.79	7.68	7.57	0.3±0.5
J18420694-554254	280.5290	-55.9071	9.7±12.1	-81.2±2.8	Z12	M3.5	11.61	9.49	8.82	8.58	8.49	8.33	6.4±1.5
J19225071-6310581	290.7113	-63.1828	-7.9±16.7	-77.5±1.9	Z12	M3	11.41	9.45	8.82	8.58	8.43	8.29	
J19355595-2846343	293.9832	-28.7762	34.0±12.0	-58.0±12.0	F16	M9 γ ^k	13.95	13.18	12.71	12.38	11.90		-3.7±2.2
J19560294-3207186	299.0123	-32.1219	35.2±1.8	-59.9±1.5	Z12	M4+	11.03	8.96	8.34	8.11	7.92	7.76	4.4±2.8 ^k
J20004841-7523070	300.2018	-75.3853	69.0±12.0	-110.0±4.0	F16	M9 ^{bb}	12.73	11.97	11.51	11.13	10.81		-3.7±0.2
J20013718-3313139	300.4049	-33.2206	27.0±3.2	-58.6±2.0	Z12	M1	10.85	9.15	8.46	8.24	8.16	8.09	-4.7±0.2
J20100002-2801410	302.5001	-28.0281	40.7±3.0	-62.0±1.7	Z12	M2.5+M3.5	10.92	8.65	8.01	7.73	7.61	7.45	-5.8±0.6
J20333759-2556521	308.4066	-25.9478	52.8±1.7	-75.9±1.3	Z12	M4.5	12.42	9.71	9.15	8.88	8.68	8.44	-7.6±0.4
J20465795-0259320	311.7415	-2.9922	53.0±2.5	-109.5±1.7	Z12	M0	10.75	9.12	8.44	8.24	8.22	8.22	-14.2±0.3
J21100535-1919573	317.5223	-19.3326	89.0±0.9	-89.9±1.8	Z12	M2	10.07	8.11	7.45	7.20	7.02	7.00	-5.7±0.4
J21265040-8140293	321.7100	-81.6748	55.6±1.4	-101.8±3.0	F16	L3 γ ^g	15.54	14.40	13.55	12.93	12.47		10.0±0.5 ^k
J21471964-4803166	326.8318	-48.0546	50.9±1.7	-74.0±2.0	Z12	M4	13.08	10.73	10.19	9.92	9.75	9.60	10.4±2.9
J21521039+0537356	328.0433	5.6266	128.1±7.0	-135.6±26.7	2MAW	M2Ve ^{sr}	9.75 ^{ss}	8.25	7.65	7.39	7.14	7.07	-15.1±1.5 ^{sd}
J22021626-4210329	330.5677	-42.1758	50.4±1.0	-90.9±1.5	Z12	M1	10.72	8.93	8.23	7.99	7.89	7.87	-2.6±0.5
J22440873-5413183	341.0364	-54.2218	70.7±1.3	-60.0±1.3	Z12	M4+	11.51	9.36	8.71	8.47	8.30	8.14	1.6±1.6
J22470872-6920447	341.7863	-69.3458	70.9±1.6	-58.9±1.8	Z12	K7(sbl) ^{v,s}	10.37	8.89	8.30	8.09	8.01	8.00	17.3±0.2
J23131671-4933154	348.3196	-49.5543	77.5±2.1	-88.1±1.7	Z12	M4	12.07	9.76	9.14	8.92	8.77	8.58	1.9±0.3
J23221088-0301417	350.5453	-3.0283	92.4±1.6	-68.3±1.7	Z12	K7	10.44	8.73	8.12	7.93	7.85	7.89	-5.4±0.3
J23285763-6802338	352.2402	-68.0427	66.8±1.9	-67.1±1.7	Z12	M2.5	11.27	9.26	8.64	8.38	8.27	8.16	10.8±3.4

Table 2.1 — continued

2MASS Designation	Coordinates		Proper Motion		Sp.Type ^{ab} (Opt.)	l^b	J	Magnitudes			Trigonometric distance ^b (pc)	Radial Velocity ^b (kms^{-1})
	α (J2000.0)	δ (J2000.0)	$\mu_\alpha \cos \delta$ (masyr^{-1})	μ_δ (masyr^{-1})				Ref. ^b	H (2MASS)	K_S		
J23301341-2023271	352.5559	-20.3909	311.8 ± 3.2	-207.4 ± 3.0	vL07	9.02^{ff}	7.20	6.61	6.33	6.23	6.02	-5.7 ± 0.8
J23320018-3917368	353.0008	-39.2936	193.4 ± 17.9	-178.4 ± 17.9	Ro10	M3	11.08	8.90	8.26	8.02	7.88	11.1 ± 0.2
J23452225-7126505	356.3427	-71.4474	80.3 ± 2.2	-62.4 ± 2.1	Z12	M3.5	12.40	10.19	9.57	9.32	9.17	8.6 ± 0.3
J23474694-6517249	356.9456	-65.2903	79.2 ± 1.2	-66.8 ± 1.2	Z12	M1.5	10.88	9.10	8.39	8.17	8.02	6.2 ± 0.5

^aThe symbols β and γ are used when referring to Allers & Liu (2013) INT-G and VL-G gravity classes, for simplicity.

^bReferences : Spectral type references from Riaz et al. (2006) unless otherwise stated. J magnitude from Zacharias et al. (2012) unless otherwise stated. Radial velocities from Malo et al. (2014a) unless otherwise stated. (a) Anderson & Francis 2012; (b) Bailey et al. 2012; (c) Bergfors et al. 2016; (d) Bowler et al. 2015; (e) Cruz et al. 2003; (f) Cruz et al. 2007; (g) Cruz et al. 2009; (h) Donaldson et al. 2016; (i) Epchtein et al. 1997; (j) Faherty et al. 2012; (k) Faherty et al. 2016; (l) Gagné, private communication; (m) Gontcharov 2006; (n) Janson et al. 2012; (o) Kirkpatrick et al. 2010; (p) Kiss et al. 2011; (q) Koen et al. 2010; (r) Malo et al. 2013; (s) Malo et al. 2014a; (t) Reid et al. 2002; (u) Reid et al. 2008; (v) Riaz et al. 2006; (w) Rice et al. 2010; (x) Riedel et al. 2011; (y) Riedel et al. 2014; (z) Rodriguez et al. 2011; (aa) Roeser et al. 2010; (bb) Schmidt et al. 2007; (cc) Shkolnik et al. 2011; (dd) Shkolnik et al. 2012; (ee) Torres et al. 2006; (ff) van Leeuwen 2007; (gg) Weis 1991; (hh) Zacharias et al. 2005; (ii) Zacharias et al. 2012; (F16) Faherty et al. 2016; (Ri11) Riedel et al. 2011; (Ro10) Roeser et al. 2010; (Z05) Zacharias et al. 2005; (Z12) Zacharias et al. 2012; (vL07) van Leeuwen 2007; (2MAW) Measured from 2MASS and WISE.

Table 2.2. Sample Age and Distance

2MASS designation	Status ^a	Adopted Age Range ^b (Myr)			Adopted Distance Range ^c (pc)		
		min	max	constraints	min	max	source
J00040288-6410358	HLC	41	49	THA	43	49	d_s ; THA
J00172353-6645124	HLC	21	27	BPMG	36	41	π ; Riedel et al. 2014
J00325584-4405058	AY	41	200	THA; ABDMG	30	61	π ; Faherty et al. 2016
J00374306-5846229	YO	5	200	YO	38	60	d_{sp}
J01071194-1935359	YO	21	200	YO; Li	13	69	d_s ; BPMG; COL; FIELD
J01123504+1703557	HLC	130	200	ABDMG	45	49	d_s ; ABDMG
J01132958-0738088	YO	5	1000	YO; H α	39	59	d_s ; FIELD
J01220441-3337036	HLC	41	49	THA	37	41	d_s ; THA
J01351393-0712517	AY	21	48	COL; BPMG	35	40	π ; Shkolnik et al. 2012
J01415823-4633574	HLC	41	49	THA	37	42	d_s ; THA
J01484087-4830519	HLC	130	200	ABDMG	34	38	d_s ; ABDMG
J01521830-5950168	HLC	41	49	THA	37	41	d_s ; THA
J02045317-5346162	HLC	41	49	THA	39	43	d_s ; THA
J02070176-4406380	HLC	41	49	THA	41	45	d_s ; THA
J02155892-0929121	HLC	41	49	THA	41	45	d_s ; THA
J02215494-5412054	HLC	41	49	THA	36	41	d_s ; THA
J02224418-6022476	HLC	41	49	THA	29	33	d_s ; THA
J02251947-5837295	C	41	49	THA	40	45	d_s ; THA
J02303239-4342232	HLC	38	48	COL	50	54	d_s ; COL
J02340093-6442068	HLC	41	49	THA	42	49	d_s ; THA
J02485260-3404246	AY	38	49	COL; THA	40	46	d_s ; COL; THA
J02564708-6343027	AY	38	49	COL; THA	50	60	d_s ; COL; THA
J03050976-3725058	HLC	38	48	COL	68	76	d_s ; COL
J03350208+2342356	BF	21	27	BPMG	40	44	π ; Shkolnik et al. 2012
J03494535-6730350	HLC	38	48	COL	77	85	d_s ; COL
J04082685-7844471	HLC	38	56	CAR	53	55	d_s ; CAR
J04091413-4008019	HLC	38	48	COL	58	68	d_s ; COL
J04213904-7233562	HLC	41	49	THA	49	57	d_s ; THA
J04240094-5512223	HLC	38	48	COL	62	72	d_s ; COL
J04363294-7851021	HLC	130	200	ABDMG	51	61	d_s ; ABDMG
J04365738-1613065	AY	21	49	THA; BPMG	12	34	d_s ; THA; BPMG
J04402325-0530082	NYI	200	10000	Allers & Liu 2013; Cruz et al. 2009	9	9	π ; Riedel et al. 2014
J04433761+0002051	HLC	21	27	BPMG	22	28	d_s ; BPMG
J04440099-6624036	HLC	41	49	THA	50	58	d_s ; THA
J04480066-5041255	HLC	41	49	THA	48	56	d_s ; THA
J04533054-5551318	BF	130	200	ABDMG	10	11	π ; van Leeuwen 2007
J04571728-0621564	HLC	130	200	ABDMG	42	48	d_s ; ABDMG
J04593483+0147007	BF	21	27	BPMG	24	27	π ; van Leeuwen 2007
J05090356-4209199	AY	21	50	BPMG; ARG	19	55	d_s ; BPMG; ARG
J05100427-2340407	HLC	38	48	COL	44	54	d_s ; COL
J05142878-1514546	HLC	38	48	COL	54	66	d_s ; COL
J05241317-2104427	HLC	38	48	COL	46	56	d_s ; COL
J05241914-1601153	HLC	21	27	BPMG	14	24	d_s ; BPMG
J05254166-0909123	HLC	130	200	ABDMG	18	22	π ; Shkolnik et al. 2012
J05332558-5117131	HLC	41	49	THA	48	56	d_s ; THA
J05335981-0221325	HLC	21	27	BPMG	30	38	d_s ; BPMG
J05392505-4245211	AY	38	49	COL; THA	37	56	d_s ; COL; THA
J05395494-1307598	HLC	38	48	COL	59	77	d_s ; COL
J05470650-3210413	HLC	38	48	COL	45	59	d_s ; COL
J05575096-1359503	YO	5	400	YO	30	49	d_{ph} ; Shkolnik et al. 2012
J06045215-3433360	BF	30	50	ARG	8	8	π ; ?
J06085283-2753583	YO	5	200	YO	20	32	d_{sp}
J06112997-7213388	HLC	38	56	CAR	45	49	d_s ; CAR
J06131330-2742054	HLC	21	27	BPMG	28	30	π ; Riedel et al. 2014
J06434532-6424396	AY	38	56	CAR; COL	49	59	d_s ; CAR; COL
J08173943-8243298	HLC	21	27	BPMG	25	29	d_s ; BPMG
J08471906-5717547	HLC	130	200	ABDMG	20	24	d_s ; ABDMG
J10260210-4105537	C	7	13	TWA	56	66	d_s ; TWA

Ten stars have an ambiguous membership status (“AY” for “Ambiguous Membership, Young”), because their membership probability is high in two or more of the 7 associations. Seventeen stars were assigned the status “young other” (YO). Such cases correspond to stars for which the BANYAN membership probabilities assigned is low but non-negligible for at least one moving group, members of young moving groups that are not known or not included in BANYAN, or simply relatively young stars that do not belong to a group. In one case, a star initially though young was found to display no youth indicator. It has the status NYI (“no youth indicator”) in Table 2.

The histogram of Figure 2.1 shows the most probable association for all stars. Candidate members of TWA, β PMG, THA and COL are the most numerous as they are the youngest associations and were thus favored in the sample construction. Several stars are also candidate members of ABDMG.

2.3.2.1 Age

For BF, HLC, C and AY stars, the total age range of all the plausible association(s) is conservatively assigned to the star. The association age ranges determined in the recent analysis of Bell et al. (2015) are used here: β PMG: 24 ± 3 Myr; ABDMG: 149^{+51}_{-19} Myr; TWA: 10 ± 3 Myr; THA: 45 ± 4 Myr; COL: 42^{+5}_{-4} Myr; CAR: 45^{+11}_{-7} Myr. For ARG, Bell et al. (2015) did not assign a final age, arguing that the list of members appears to be contaminated. According to their analysis, it is unclear that the members represent a single coeval population. Assessing whether this association is indeed a unique ensemble of co-eval objects is beyond the scope of this paper, the age range determined by Makarov & Urban (2000) (30–50 Myr) is used for ARG objects.

For YO stars, other age indicators were used to constrain the age of the star. Several low-mass stars from the Riaz et al. (2006) sample and analyzed by M13 for moving group membership have H_α emission measurements. Since H_α in emission remains for ~ 1 Gyr for early M dwarfs (West et al. 2008), this sets an upper age limit for these stars. The presence of lithium was also used to constrain the age of some stars. For some stars analyzed by BANYAN-II (M7 or later types), the gravity classes of Allers & Liu (2013) were used. Allers

Table 2.2 — continued

2MASS designation	Status ^a	Adopted Age Range ^b (Myr)			Adopted Distance Range ^c (pc)		
		min	max	constraints	min	max	source
J10285555+0050275	BF	130	200	ABDMG	7	7	π ; van Leeuwen 2007
J11115267-4401538	YO	90	160	Shkolnik et al. 2011	27	40	d_{ph} ; Shkolnik et al. 2011
J11305355-4628251	YO	20	130	Shkolnik et al. 2011	49	74	d_{ph} ; Shkolnik et al. 2011
J11592786-4510192	YO	5	12	ScoCen; Rodriguez et al. 2011	44	66	d_{ph} ; Rodriguez et al. 2011
J12210499-7116493	YO	3	15	Kiss et al. 2011	88	107	dkin; Kiss et al. 2011
J12265135-3316124	BF	7	13	TWA	63	69	π ; Donaldson et al. 2016
J12300521-4402359	YO	5	12	ScoCen; Rodriguez et al. 2011	55	82	d_{ph} ; Rodriguez et al. 2011
J12383713-2703348	HLC	130	200	ABDMG	22	24	d_s ; ABDMG
J14284804-7430205	YO	21	1000	No Li; Malo in prep.; H α ; Riaz et al. 2006	24	68	d_s ; BPMG; CAR; FIELD
J14361471-7654534	YO	21	1000	No Li; Malo in prep.; H α ; Riaz et al. 2006	26	44	d_s ; FIELD
J15244849-4929473	HLC	130	200	ABDMG	23	25	d_s ; ABDMG
J15310958-3504571	YO	5	12	ScoCen; Rodriguez et al. 2011	56	84	d_{ph} ; Rodriguez et al. 2011
J16430128-1754274	YO	21	200	Li; Malo in prep.	31	51	d_s ; FIELD
J16572029-5343316	HLC	21	27	BPMG	49	55	d_s ; BPMG
J18420694-5554254	HLC	21	27	BPMG	49	57	d_s ; BPMG
J19225071-6310581	AY	21	49	BPMG; THA	49	66	d_s ; BPMG; THA
J19355595-2846343	YO	5	200	YO	24	38	d_{sp}
J19560294-3207186	HLC	21	27	BPMG	54	62	d_s ; BPMG
J20004841-7523070	HLC	21	27	BPMG	28	35	d_s ; BPMG
J20013718-3313139	HLC	21	27	BPMG	58	66	d_s ; BPMG
J20100002-2801410	HLC	21	27	BPMG	44	51	π ; Riedel et al. 2014
J20333759-2556521	HLC	21	27	BPMG	44	51	π ; Riedel et al. 2014
J20465795-0259320	HLC	130	200	ABDMG	44	48	d_s ; ABDMG
J21100535-1919573	HLC	21	27	BPMG	31	35	d_s ; BPMG
J21265040-8140293	YO	5	200	YO	29	34	π ; Faherty et al. 2016
J21471964-4803166	AY	21	200	ABDMG; BPMG; THA	41	69	d_s ; ABDMG; BPMG; THA
J21521039+0537356	BF	130	200	ABDMG	25	35	π ; van Leeuwen 2007
J22021626-4210329	HLC	41	49	THA	43	49	d_s ; THA
J22440873-5413183	HLC	41	49	THA	45	51	d_s ; THA
J22470872-6920447	HLC	130	200	ABDMG	52	58	d_s ; ABDMG
J23131671-4933154	HLC	41	49	THA	38	42	d_s ; THA
J23221088-0301417	YO	10	1000	YO; H α	30	46	d_s ; COL; BPMG
J23285763-6802338	HLC	41	49	THA	45	51	d_s ; THA
J23301341-2023271	HLC	38	48	COL	15	17	π ; van Leeuwen 2007
J23320018-3917368	HLC	130	200	ABDMG	22	24	d_s ; ABDMG
J23452225-7126505	HLC	41	49	THA	42	48	d_s ; THA
J23474694-6517249	HLC	41	49	THA	44	48	d_s ; THA

^aStatus: BF: Bona Fide; HLC: High Likelihood Candidate, unambiguous membership (High probability considering radial velocity and/or parallax measurement(s); C: Candidate (High probability without RV or plx confirmation); AY: Ambiguous young (more than one association has a high probability); YO: Other young stars; NYI: No Youth Indicator.

^bFor High Likelihood Candidates and stars with ambiguous membership, the total range of the association(s) is given.

^cAdopted distance range source: d_s : statistical distance, d_{ph} : photometric distance, d_{sp} : spectrophotometric distance, dkin: kinematic distance, π : parallax.

& Liu (2013) have constructed a gravity classification scheme based on several spectral indices in the near-infrared that allows to classify low-mass stars and brown dwarfs in one of three categories: field-gravity (FLD-G), intermediate-gravity (INT-G), and very low-gravity (VL-G). The INT-G and VL-G gravity classes were built to correspond, respectively, to the β and γ visual classifications introduced by Cruz et al. (2009) and used in spectral types listed in Table 1. The three classes respectively correspond to objects of decreasing surface gravities and thus likely decreasing ages. Using a sample of age-calibrated objects, they determined that the VLG-class corresponds to an age range of ~ 10 – 30 Myr, and that the INT-G class corresponds to an age range of ~ 50 – 200 Myr. They note that there are exceptions, but there is an observed trend where the fraction of VL-G objects with respect to INT-G or FLD-G objects is higher in younger moving groups (Allers & Liu 2013; Faherty et al. 2016). When no other age constraints were available, spectral indices were used to assess if they belong to one of the two low-gravit classes. If it was the case, the stars were assigned 200 Myr as an upper bound, if not, they were assigned 200 Myr as a lower bound. When a lower and/or upper bound was not available for age, the values 5 Myr and 10,000 Myr were respectively conservatively assigned, assuming the stars are not in star-forming regions and do not belong to the thick disk or halo. Table 2 summarizes the adopted age range for all survey targets. The mid-range age was computed for each star. The median of the mid-range ages is ~ 45 Myr.

2.3.2.2 Distance

Trigonometric distance are used when available. This is the case for all BF stars, by definition. For HLC stars that do not have a trigonometric distance measurements, the statistical distance in the most probable association is used. For AY stars, the total range of statistical distances in the associations that have high membership probabilities is assigned. For YO stars that do not benefit from a parallax measurement, the spectrophotometric distance (d_{sp}) was estimated from the method of Gagné et al. (2015a). Spectral types listed in Table 1 were used in combination with the spectral type–absolute magnitude sequences of ~ 5 – 200 Myr objects in a specific NIR band to obtain a distance estimate and measurement error for a given object. These measurements were performed on the 2MASS J , H and K_S bands and the AllWISE

$W1$ and $W2$ bands, and were each represented by a gaussian probability density function (PDF) with the appropriate central position and characteristic width. The five PDFs were then multiplied together to obtain a final measurement PDF; the maximum position of this PDF corresponds to the most probable distance, and the 68% range corresponds to measurement uncertainties. This method does not account for correlations between the different NIR magnitudes of young objects, and may thus slightly under-estimate the measurement errors (see Gagné et al. 2015a for more detail). Table 2 and Figure 2.2 summarizes the adopted distance ranges. The median distance of the sample is ~ 45 pc.

2.4 Observation and Data Reduction

2.4.1 Observing Strategy

In this survey, planetary-mass companions are identified via their distinctively high $i' - z'$ color. This strategy was previously used to identify a number of T dwarfs in the Canada-France Brown Dwarf Survey (Albert et al. 2011; Delorme et al. 2008). This is because low-mass objects give off most of their flux in the infrared. Figure 2.3 shows that the rise of the flux around 780 nm in the SED of brown dwarfs is steeper for late spectral types, which results in an $i' - z'$ increasing from $i' - z' \sim 2$ for types earlier than L4 to $i' - z' \sim 3$ for L8 and $i' - z' \sim 4$ for T3 (Zhang et al. 2009).

Figure 2.4 shows the apparent z' magnitude versus $i' - z'$ for all objects identified in the field of one of the targets, 2MASS J06131330-2742054. Typical field L0–T4 are also shown, with the apparent magnitudes they would have at the mean distance of the target, 29 pc (West et al. 2005; Zhang et al. 2009). For each spectral type, the dot corresponds to the value of a field object. Younger objects are expected to have inflated radii (Chabrier et al. 2000) and would thus appear slightly brighter and thus higher on the figure. The vast majority of objects in a given field are much bluer (to the left) than the $i' - z' = 1.7$ threshold adopted. Very few false-positives are thus expected. Beside young low-mass companions, the only objects that have such colors are field L/T dwarfs, and the much rarer high-redshift quasars (Delorme et al. 2008; Reyl e et al. 2010). Field L/T dwarfs are rare. Allen et al. (2005) have estimated a local density

of L dwarfs ($M_J=11.75\text{--}14.75$) to be $7.35 \times 10^{-3}\text{pc}^{-3}$, while Reylé et al. (2010) estimated the local density of T0–T5.5 dwarfs to be $1.4 \times 10^{-3}\text{pc}^{-3}$. Within a 5.5' FOV and a maximum distance of 100 pc, each field samples $\sim 0.85\text{pc}^3$. For the entire survey (81pc^3), that amounts to ~ 0.6 L dwarfs and ~ 0.11 early-T. Less than one such false positive was therefore expected. An astrometric follow-up can be made to confirm common proper motion to the primary and eliminate these false-positives. Host stars in the present sample are nearby and in general have high proper motions. Common proper motion can be detected within at most a few years for all targets. The dash line of Figure 2.4 indicates the approximate limit above which objects are also detected in the 2MASS catalog (Cutri et al. 2003), calculated using typical z' - J colors (Zhang et al. 2009) and the $J < 16$ limit of 2MASS. The earliest candidates can thus be readily identified as co-moving with the primary, because 2MASS observations were taken ~ 10 years earlier. High-redshift quasars are even rarer per unit surface at a given apparent magnitude, and can be distinguished with broad-band NIR photometry. Their flux is not rising towards the infrared (their red color in $i' - z'$ is due to the Lyman forest absorption blueward of the Lyman α emission line), they have much more neutral z' - J colors than substellar companions and would not display common proper motion with the nearby star. Optical and mid-infrared (WISE) colors can also help to distinguish those.

Candidates warmer than $\sim \text{T2}$ are detected in both i' and z' -band while cooler objects down to $\sim \text{T4}$ are detected as i' -dropouts (dark and light cyan regions, respectively, on Figure 2.3). Note that the i' and z' observations are optimal to identify late-L to early-T companions, which at the young age of the stars in the survey are planetary-mass or low-mass brown dwarfs. Contrary to what would be the case for standard high-contrast imaging surveys, this survey is much *less* sensitive to earlier-L or late-M, which have less distinctive $i' - z'$. The focus here is thus on planetary-mass companions and not on brown dwarfs.

The observations allow detecting companions as close as $5''\text{--}70''$ of the target (depending on its brightness) and up to the edge of the GMOS 5:5 field-of-view ($\sim 165''$ from the target). For a typical target at 45 pc, this allows to survey a distance of ~ 7400 AU. We chose to limit our analysis to 5000 AU to be complete for most of the target of the survey, and since it corresponds to the observed upper limit on the separation of low-mass stellar binaries

(Caballero et al. 2007; Artigau et al. 2007; Radigan et al. 2009; Dhital et al. 2010).

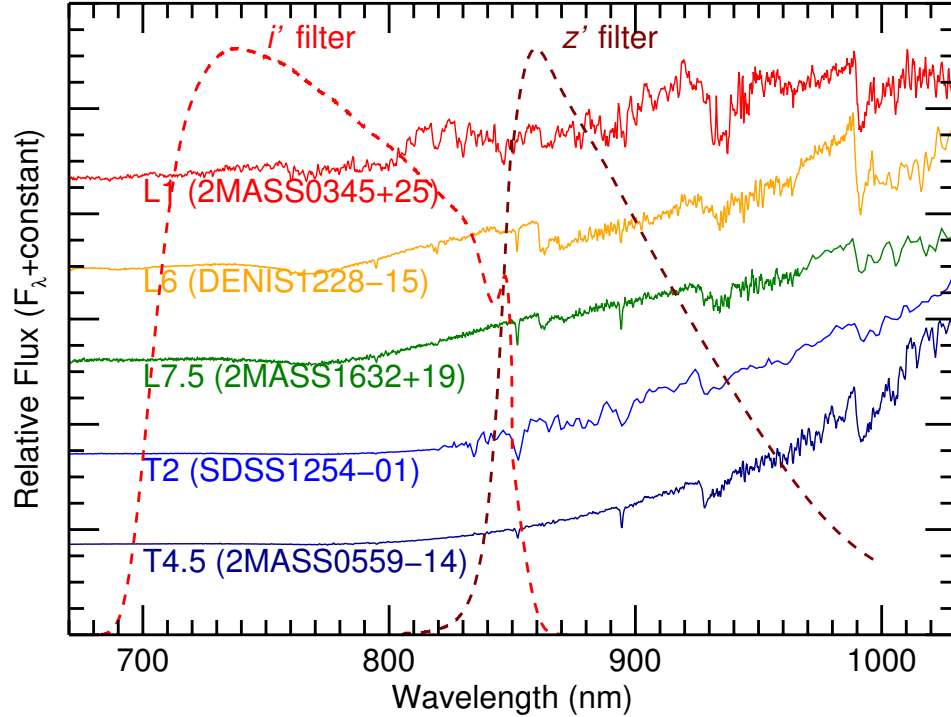


FIGURE 2.3 The far-red spectra of five objects with spectral types ranging from early-Ls to mid-Ts (from the L and T dwarf data archive; <http://staff.gemini.edu/~sleggett/LTdata.html>). The spectra are normalized at 960 nm and offset for clarity. The transmission curves of the GMOS i' and z' filters (similar to SDSS filters) are superimposed. The z' filter curve includes the response from the detector.

2.4.2 Observations

The observations were carried in 2011–2012 at Gemini-South during three different semesters (see Table 3). Broad-band imaging was performed with GMOS in the i' (iG0327, 700–850 nm) and z' (zG0328, >850 nm) filters. The GMOS detector is made of three 2048×4608 CCDs, with a pixel scale of $0.073''/\text{pixel}$, for a total field of view of $5'.5$ squared. In each band, at least 3 exposures were taken, with a small dither between each, in order to remove cosmic rays and fill the gaps between the detectors. The exposure time in z' (200 s per individual

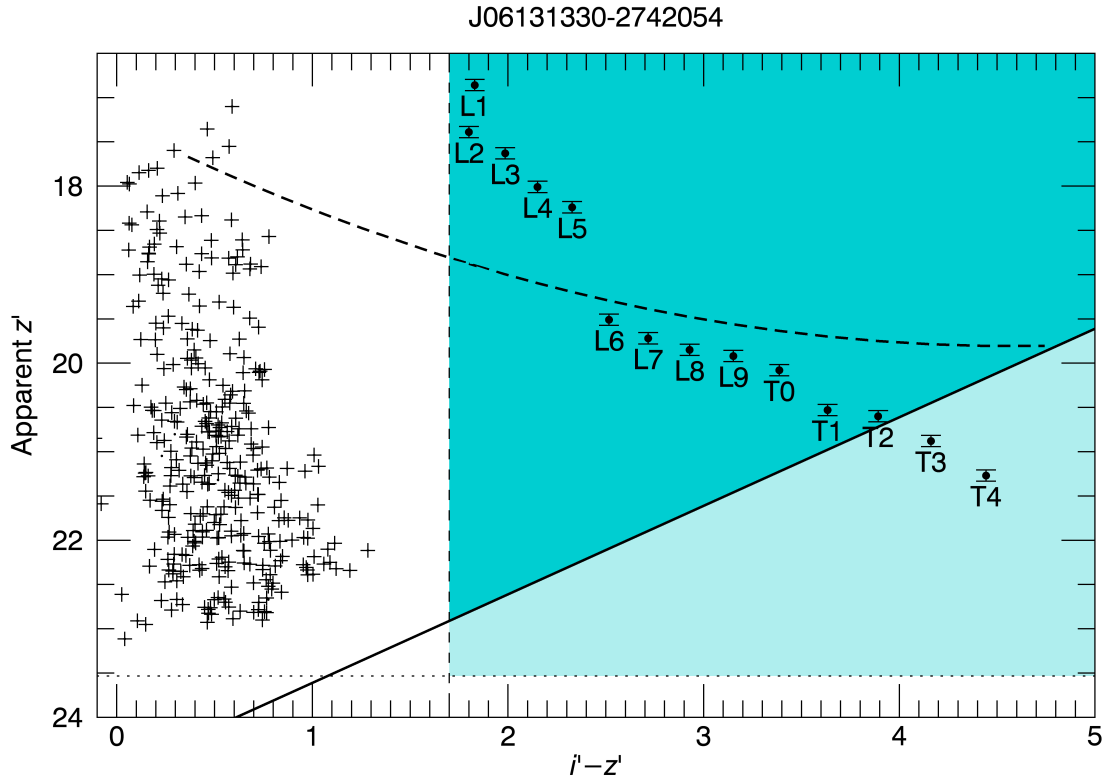


FIGURE 2.4 Color-magnitude diagram for all objects present in the field of a typical target of the survey. Also shown are field L0–T4 at the range of distance of the target (West et al. 2005; Zhang et al. 2009). Younger objects with inflated radii would appear higher (brighter) on this figure. There are 353 objects identified in this field, but none with an $i' - z' \gtrsim 1.3$. Objects in the dark cyan region are detected in both i' and z' -band while cooler objects, down to T4, are detected as i' -dropouts (light cyan region). The dash line indicates the approximate limit above which objects are also detected in 2MASS ($J < 16$, earlier than L5).

exposure) was chosen to reach $z = 22$, the apparent magnitude of an $M_z = 18$ object for the most distant targets in the sample (~ 80 pc). This allows to detect objects down to a temperature of about 900 K (T5). In i' band, individual exposures of 300s were obtained in order to reach $i'=24.5$ and thus minimally detect objects with $i' - z'=2.5$ ($\sim L6$). This constraint on $i' - z'$ minimizes the number of false-positives and thus the follow-up time. Observations in i' and z' band were scheduled together when possible, in order to lower the overall time required per observation and reduce the likelihood of astrophysical false-positives from variable objects. Observations in both filters typically required ~ 36 min per target, including overheads. A summary of observations for individual targets is shown in Table 4.

TABLE 3 Observing Log

Program no.	Dates	Total Time (h)	Targets observed
GS-2011B-Q-74	Aug.2011–Oct.2011	22	34
GS-2012A-Q-78	Feb.2012–Jul.2012	22.2	27
GS-2012B-Q-75	Jul.2012–Jan.2013	20.9	34

2.4.3 Data Reduction

A custom data reduction pipeline was used to process GMOS i' and z' images. Each i' or z' image is comprised of 3 files that correspond to the three 2048×4608 chips of the GMOS detector. After making basic reduction, including the identification of bad pixels and saturated pixels, overscan and bias subtraction, fringe correction and flat-field division, the astrometry of each portion was independently anchored to the USNO-B1 catalog. The positions of the left and right chips relative to the middle one were then computed for all images, using reference points. The median relative position was adopted and the final i' or z' images were reconstructed.

For each star and each filter, 3 or more images were taken. As optimal photometric conditions were not requested for the observations, the transmission sometimes varied significantly during exposures. The maximal cloud cover requested (CC=70%) implies patchy clouds or

extended thin cirrus that lead to a maximum loss of 0.3 mag¹. Images with a transmission below 70% of the best case were rejected. If there were more than 3 images satisfying this condition, all images with a measured FWHM no larger than 1.2 times that of the third best were kept (to avoid adding images with a good transmission but taken under bad seeing). For all stars and in both filters, there were always at least 2 images remaining. All images were scaled to match the zero point of the highest throughput image before median-combining them to obtain a deep image for each filter. Table 4 lists, for each object, the number of images that were considered and the FWHM of the combined image produced. The FWHM varies between 0.5'' and 1.6'' in both filters, with a median of 1.0''.

1. <http://www.gemini.edu/sciops/telescopes-and-sites/observing-condition-constraints>

Table 2.4. Summary of individual target observations

Name	Filter	Obs. Date(s; UT) (YYYYMMDD)	N_{exp}	Condition ^a	FWHM "	Zero point	Source ^b
J00040288-6410358	<i>i</i>	20120920	3	phot	0.9	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120920	3	lc	0.8	25.75± 0.25	med
J00172353-6645124	<i>i</i>	20110804	3	phot	1.2	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20110804	3	phot	1.1	25.75± 0.15	med
J00325584-4405058	<i>i</i>	20120921	3	phot	1.4	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120921	4	phot	1.3	25.75± 0.15	med
J00374306-5846229	<i>i</i>	20120920	3	phot	1.1	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120920	3	lc	1.1	25.75± 0.25	med
J01071194-1935359	<i>i</i>	20111006	3	phot	1.4	27.00± 0.07	PS
	<i>z</i>	20111006	3	lc	1.1	26.03± 0.07	PS
J01123504+1703557	<i>i</i>	20110922,20111018	7	phot	1.1	26.87± 0.01	SDSS
	<i>z</i>	20110922,20111018	3	phot	1.0	25.73± 0.02	SDSS
J01132958-0738088	<i>i</i>	20111007	3	phot	1.4	27.04± 0.03	SDSS
	<i>z</i>	20111007	3	phot	1.3	25.86± 0.02	SDSS
J01220441-3337036	<i>i</i>	20111005	3	phot	1.6	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20111005	3	phot	1.5	25.75± 0.15	med
J01351393-0712517	<i>i</i>	20110922	3	phot	1.2	27.01± 0.02	SDSS
	<i>z</i>	20110922	3	phot	1.1	25.88± 0.04	SDSS
J01415823-4633574	<i>i</i>	20120915	3	phot	1.3	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120915	3	lc	1.2	25.75± 0.25	med
J01484087-4830519	<i>i</i>	20111006	3	phot	1.2	26.91± 0.04	SM
	<i>z</i>	20111006	3	phot	1.1	25.79± 0.05	SM
J01521830-5950168	<i>i</i>	20120203	3	phot	1.1	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120203	3	phot	1.1	25.75± 0.15	med
J02045317-5346162	<i>i</i>	20110804	3	phot	1.2	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20110804	3	phot	1.1	25.75± 0.15	med
J02070176-4406380	<i>i</i>	20110921	3	lc	0.9	26.51± 0.05	SM
	<i>z</i>	20110921	3	lc	0.8	25.64± 0.03	SM
J02155892-0929121	<i>i</i>	20111007	3	phot	1.6	26.91± 0.02	SDSS
	<i>z</i>	20111007	3	phot	1.4	25.73± 0.04	SDSS
J02215494-5412054	<i>i</i>	20120827	3	lc	0.9	26.87± 0.25	med
	<i>z</i>	20120827	3	lc	0.9	25.75± 0.25	med
J02224418-6022476	<i>i</i>	20110916	3	phot	1.3	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20110916	3	phot	1.2	25.75± 0.15	med
J02251947-5837295	<i>i</i>	20120826	3	phot	1.6	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120826	3	phot	1.6	25.75± 0.15	med
J02303239-4342232	<i>i</i>	20120730	3	phot	1.1	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120730	3	phot	0.8	25.75± 0.15	med
J02340093-6442068	<i>i</i>	20120826	3	phot	1.2	26.78± 0.04	SM
	<i>z</i>	20120826	3	lc	1.3	25.71± 0.03	SM
J02485260-3404246	<i>i</i>	20111006	3	phot	1.1	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20111006	3	phot	1.0	25.75± 0.15	med
J02564708-6343027	<i>i</i>	20111005	2	phot	1.5	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20111005	3	phot	1.3	25.75± 0.15	med
J03050976-3725058	<i>i</i>	20111007,20111011	6	phot	1.5	26.97± 0.04	SM
	<i>z</i>	20111007,20111011	3	phot	1.6	25.83± 0.04	SM
J03350208+2342356	<i>i</i>	20130103	3	phot	1.1	26.84± 0.02	PS
	<i>z</i>	20130103	3	phot	1.0	25.70± 0.02	PS
J03494535-6730350	<i>i</i>	20111009	3	phot	0.9	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20111009	3	phot	0.8	25.75± 0.15	med
J04082685-7844471	<i>i</i>	20111011	3	phot	1.0	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20111011	3	phot	1.1	25.75± 0.15	med
J04091413-4008019	<i>i</i>	20120827	3	phot	1.3	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120827	3	phot	1.3	25.75± 0.15	med
J04213904-7233562	<i>i</i>	20110922	3	phot	1.2	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20110922	3	phot	1.1	25.75± 0.15	med
J04240094-5512223	<i>i</i>	20110916	3	phot	1.3	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20110916	3	phot	1.0	25.75± 0.15	med

Table 2.4 — continued

Name	Filter	Obs. Date(s; UT) (YYYYMMDD)	N_{exp}	Condition ^a	FWHM "	Zero point	Source ^b
J04363294-7851021	<i>i</i>	20120915	3	lc	1.3	26.53± 0.02	SM
	<i>z</i>	20120915	3	lc	1.2	25.20± 0.02	SM
J04365738-1613065	<i>i</i>	20111008	3	phot	1.4	26.98± 0.02	PS
	<i>z</i>	20111008	3	phot	1.4	25.78± 0.01	PS
J04402325-0530082	<i>i</i>	20120921	3	phot	0.8	27.01± 0.02	SDSS
	<i>z</i>	20120921	3	phot	0.9	25.83± 0.02	SDSS
J04433761+0002051	<i>i</i>	20121010	3	phot	0.8	26.85± 0.02	SDSS
	<i>z</i>	20121010	3	phot	0.9	25.70± 0.02	SDSS
J04440099-6624036	<i>i</i>	20110918	3	phot	0.9	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20110918	3	phot	0.9	25.75± 0.15	med
J04480066-5041255	<i>i</i>	20121019	3	phot	1.4	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20121019	3	phot	1.3	25.75± 0.15	med
J04533054-5551318	<i>i</i>	20120921	3	phot	1.1	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120921	3	phot	1.5	25.75± 0.15	med
J04571728-0621564	<i>i</i>	20111018	3	phot	1.0	26.87± 0.03	PS
	<i>z</i>	20111018	3	phot	0.9	25.73± 0.02	PS
J04593483+0147007	<i>i</i>	20121025	3	phot	1.4	26.83± 0.03	PS
	<i>z</i>	20121025	3	phot	1.4	25.75± 0.02	PS
J05090356-4209199	<i>i</i>	20120826,20121011	3	phot	1.3	26.82± 0.05	SM
	<i>z</i>	20120826,20121011	3	phot	1.2	25.69± 0.02	SM
J05100427-2340407	<i>i</i>	20121019	3	phot	1.4	26.88± 0.03	SM
	<i>z</i>	20121019	3	phot	1.3	25.79± 0.01	SM
J05142878-1514546	<i>i</i>	20111009	3	phot	0.8	26.90± 0.02	PS
	<i>z</i>	20111009	3	phot	0.7	25.81± 0.03	PS
J05241317-2104427	<i>i</i>	20111009	3	phot	0.7	26.93± 0.02	SM
	<i>z</i>	20111009	3	phot	0.6	25.78± 0.02	SM
J05241914-1601153	<i>i</i>	20121025	3	phot	1.3	26.82± 0.02	PS
	<i>z</i>	20121025	3	phot	1.3	25.75± 0.02	PS
J05254166-0909123	<i>i</i>	20121221	3	phot	0.9	26.83± 0.03	PS
	<i>z</i>	20121221	3	phot	0.9	25.72± 0.01	PS
J05332558-5117131	<i>i</i>	20110922	3	phot	1.1	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20110922	3	phot	1.2	25.75± 0.15	med
J05335981-0221325	<i>i</i>	20121025	3	phot	1.2	26.80± 0.01	SDSS
	<i>z</i>	20121025	3	phot	1.3	25.71± 0.01	SDSS
J05392505-4245211	<i>i</i>	20111006	3	phot	0.9	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20111006	3	phot	0.9	25.75± 0.15	med
J05395494-1307598	<i>i</i>	20121016	3	phot	0.9	26.89± 0.02	PS
	<i>z</i>	20121016	3	phot	0.9	25.83± 0.01	PS
J05470650-3210413	<i>i</i>	20121012	3	phot	1.1	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20121012	3	phot	1.0	25.75± 0.15	med
J05575096-1359503	<i>i</i>	20121010	3	phot	0.9	26.90± 0.02	PS
	<i>z</i>	20121010	3	phot	0.9	25.83± 0.02	PS
J06045215-3433360	<i>i</i>	20121023	4	phot	1.3	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20121023	3	phot	1.1	25.75± 0.15	med
06085283-2753583	<i>i</i>	20121012	3	phot	1.0	26.87± 0.02	SM
	<i>z</i>	20121012	3	phot	0.9	25.77± 0.01	SM
J06112997-7213388	<i>i</i>	20121221	3	phot	1.1	26.75± 0.02	SM
	<i>z</i>	20121221	3	phot	1.0	25.64± 0.02	SM
J06131330-2742054	<i>i</i>	20111009	3	phot	0.8	26.98± 0.02	SM
	<i>z</i>	20111009	3	phot	0.8	25.84± 0.01	SM
J06434532-6424396	<i>i</i>	20110923	3	phot	0.8	26.84± 0.04	SM
	<i>z</i>	20110923	3	phot	0.8	25.74± 0.02	SM
J08173943-8243298	<i>i</i>	20130103	3	phot	1.0	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20130103	3	phot	1.0	25.75± 0.15	med
J08471906-5717547	<i>i</i>	20130103	3	phot	1.0	26.66± 0.01	SM
	<i>z</i>	20130103	3	phot	1.0	25.61± 0.01	SM
J10260210-4105537	<i>i</i>	20120203	3	phot	0.8	26.76± 0.02	SM
	<i>z</i>	20120203	3	phot	0.8	25.75± 0.01	SM
J10285555+0050275	<i>i</i>	20120204	3	phot	1.2	27.07± 0.03	SDSS
	<i>z</i>	20120204	3	phot	0.9	25.90± 0.03	SDSS

Table 2.4 — continued

Name	Filter	Obs. Date(s; UT) (YYYYMMDD)	N_{exp}	Condition ^a	FWHM "	Zero point	Source ^b
J11115267-4401538	<i>i</i>	20120203	3	phot	0.7	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120203	3	phot	0.8	25.75± 0.15	med
J11305355-4628251	<i>i</i>	20120205	3	phot	0.6	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120205	3	phot	0.6	25.75± 0.15	med
J11592786-4510192	<i>i</i>	20120204	3	phot	0.6	26.68± 0.03	SM
	<i>z</i>	20120204	3	phot	0.5	25.64± 0.02	SM
J12210499-7116493	<i>i</i>	20120205	3	phot	0.5	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120205	3	phot	0.5	25.75± 0.15	med
J12265135-3316124	<i>i</i>	20120204	3	phot	0.7	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120204	3	phot	0.7	25.75± 0.15	med
J12300521-4402359	<i>i</i>	20120204	3	phot	0.6	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120204	3	phot	0.6	25.75± 0.15	med
J12383713-2703348	<i>i</i>	20120204	3	phot	0.7	26.85± 0.02	SM
	<i>z</i>	20120204	3	phot	0.7	25.81± 0.01	SM
J14284804-7430205	<i>i</i>	20120205	3	phot	0.6	26.52± 0.04	SM
	<i>z</i>	20120205	3	phot	0.6	25.67± 0.01	SM
J14361471-7654534	<i>i</i>	20120205	3	phot	0.6	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120205	3	phot	0.5	25.75± 0.15	med
J15244849-4929473	<i>i</i>	20120229	3	phot	0.7	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120229	3	phot	0.7	25.75± 0.15	med
J15310958-3504571	<i>i</i>	20120229	3	phot	0.8	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120229	3	phot	0.8	25.75± 0.15	med
J16430128-1754274	<i>i</i>	20120304	3	lc	0.7	26.79± 0.01	PS
	<i>z</i>	20120304	3	phot	0.7	25.66± 0.01	PS
J16572029-5343316	<i>i</i>	20120305	3	phot	0.7	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120305	3	lc	0.7	25.75± 0.25	med
J18420694-5554254	<i>i</i>	20120318	3	phot	1.3	26.74± 0.01	SM
	<i>z</i>	20120318	3	phot	1.3	25.63± 0.01	SM
J19225071-6310581	<i>i</i>	20120318	3	phot	1.3	26.69± 0.02	SM
	<i>z</i>	20120318	3	phot	1.2	25.64± 0.02	SM
J19355595-2846343	<i>i</i>	20120726	3	phot	1.0	26.81± 0.01	PS
	<i>z</i>	20120726	3	phot	1.0	25.71± 0.01	PS
J19560294-3207186	<i>i</i>	20120318	3	phot	1.0	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120318	3	phot	1.0	25.75± 0.15	med
J20004841-7523070	<i>i</i>	20120726	3	phot	1.4	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120726	3	phot	1.4	25.75± 0.15	med
J20013718-3313139	<i>i</i>	20110804	3	lc	0.7	26.87± 0.25	med
	<i>z</i>	20110804	3	phot	0.8	25.75± 0.15	med
J20100002-2801410	<i>i</i>	20110804	3	lc	0.8	26.84± 0.01	PS
	<i>z</i>	20110804	3	lc	0.7	25.59± 0.01	PS
J20333759-2556521	<i>i</i>	20110804	3	lc	0.9	26.78± 0.01	PS
	<i>z</i>	20110804	3	lc	0.8	25.55± 0.01	PS
J20465795-0259320	<i>i</i>	20110804	3	lc	1.1	26.90± 0.01	SDSS
	<i>z</i>	20110804	2	lc	0.9	25.70± 0.01	SDSS
J21100535-1919573	<i>i</i>	20110804	3	phot	0.9	26.97± 0.03	PS
	<i>z</i>	20110804	3	phot	0.9	25.84± 0.02	PS
J21265040-8140293	<i>i</i>	20120726,20120729	4	phot	1.4	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120726,20120729	3	phot	1.4	25.75± 0.15	med
J21471964-4803166	<i>i</i>	20110804	3	phot	1.3	26.89± 0.04	SM
	<i>z</i>	20110804	3	phot	1.1	25.81± 0.03	SM
J21521039+0537356	<i>i</i>	20120529	2	lc	1.0	26.56± 0.01	SDSS
	<i>z</i>	20120529	3	lc	0.9	25.57± 0.01	SDSS
J22021626-4210329	<i>i</i>	20110804	3	phot	1.0	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20110804	3	phot	1.0	25.75± 0.15	med
J22440873-5413183	<i>i</i>	20120514	3	phot	1.1	26.71± 0.04	SM
	<i>z</i>	20120514	3	phot	1.6	25.71± 0.02	SM
J22470872-6920447	<i>i</i>	20120514	3	phot	0.9	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120514	3	phot	1.0	25.75± 0.15	med
J23131671-4933154	<i>i</i>	20120514	3	phot	1.4	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120514	3	phot	1.2	25.75± 0.15	med

Table 2.4 — continued

Name	Filter	Obs. Date(s; UT) (YYYYMMDD)	N_{exp}	Condition ^a	FWHM "	Zero point	Source ^b
J23221088-0301417	<i>i</i>	20120726	3	phot	1.2	26.79± 0.02	SDSS
	<i>z</i>	20120726	3	phot	1.2	25.63± 0.02	SDSS
J23285763-6802338	<i>i</i>	20120514	3	phot	1.1	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120514	3	phot	1.0	25.75± 0.15	med
J23301341-2023271	<i>i</i>	20120726	3	phot	1.6	26.78± 0.03	SDSS
	<i>z</i>	20120726	3	phot	1.0	25.52± 0.05	SDSS
J23320018-3917368	<i>i</i>	20120522	3	phot	1.2	26.88± 0.04	SM
	<i>z</i>	20120522	3	phot	0.9	25.71± 0.03	SM
J23452225-7126505	<i>i</i>	20120522	4	phot	1.0	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120522	4	lc	1.5	25.75± 0.25	med
J23474694-6517249	<i>i</i>	20120529	3	phot	1.0	26.87± 0.15	med
	<i>z</i>	20120529	3	phot	0.8	25.75± 0.15	med

^aThe observing condition was assigned based on the variation between the 3 or more exposures in the filter, photometric (phot) if the RMS is < 3% or light clouds (lc) otherwise. See text for more details.

^bSource of the zero point, fields calibrated with SDSS, Sky Mapper and Pan-STARRS are identified SDSS, SM, PS, respectively. Those without a direct calibration are identified as med, since the median of the zero points for all calibrated fields with photometric observations was assigned in those cases.

2.4.4 Assessment of conditions and photometric calibration

One significant challenge in analyzing non-photometric observations is to flux-calibrate the data. It is useful first to identify which observations were likely taken under photometric conditions and which were not. This can be done by looking at the variation of the transmission in the three i' or z' images. If the RMS of the transmission of consecutive retained images was more than 3%, the conditions were suspected to be non-photometric. The fields with non-photometric conditions were identified with the mention “light clouds” (lc) in Table 4. The other were assumed to have been taken under almost photometric conditions (phot). It is possible although unlikely that a non-negligible cloud cover remained stable over a ~ 20 min observation. That would lead to a slight underestimation of the error on the zero points in those cases. The effect on the results of the survey are however negligible.

When available, the zero point was determined through a cross-match with the Sloan Digital Sky Survey (SDSS DR9; Ahn et al. 2012). Other fields were flux-calibrated using the SkyMapper (Wolf et al. 2016) early data release² or the Pan-STARRS (Magnier et al. 2013; Schlafly et al. 2012) PV3 release. SkyMapper and Pan-STARRS magnitudes were first

2. <http://skymapper.anu.edu.au/data-release/>

converted to SDSS magnitudes using, respectively, the procedure explained on the website³ and the color correction from Tonry et al. (2012). For each field, point sources are then identified in the calibrated survey field and in that of GMOS. The zero point adopted for each field and filter is the median of the zero points computed for each source, which is the difference between the cataloged magnitude and that computed in the GMOS field. The errors for the zero points computed this way are taken to be the standard deviation of the zero points computed for every source divided by the square root of the number of sources (typically < 0.05). The median of zero points obtained from the three surveys are in agreement. The computed zero points for the different fields vary between 26.5 and 27.1 with a median of 26.8 in i' and between 25.2 and 26 with a median of 25.7 in z' (see Table 4).

About half of the 95 fields are not found in SDSS, Pan-STARRS or SkyMapper and cannot be directly calibrated. For these, the median of the values found for the calibrated fields was assigned. The calibrated fields that were identified non photometric were not used in the computation of this median. An error of 0.15 and 0.25 was conservatively assigned on the zero point assigned this way for observations taken under photometric conditions and non-photometric conditions, respectively, given the dispersion of the zero points for the fields that were calibrated. This is consistent with the computed $\Delta(ZP_{\text{computed}} - ZP_{\text{median}})$ for the fields for which the zero point was computed and is also compatible with the expected maximal loss of flux under a CC of 70%.

2.5 Results

2.5.1 Candidate Companions

The flux-calibrated, median-combined i' and z' images were used to search for companions. All point sources were first identified on the z' images using the IDL procedure `find`. The position of each source was fine-tuned by fitting a 2-D gaussian with `gcntrd`. The same sources were then identified in the i' images at the determined sky coordinates using the images astrometries. Sources identified in the z' image but not in the i' image are kept, since

3. <http://skymapper.anu.edu.au/filter-transformations/>

late-type candidates are not expected to be found in the i' image. The sky-subtracted flux in 1 FWHM apertures (the sky is sampled in an annulus between 2 and 3 FWHM) was determined for all sources in the i' and the z' images using aperture photometry. This flux was then converted to i' and z' magnitudes using the zero points determined previously (see Section 2.4.4). Sources that are too close to the edges of the images, with an extended PSF, or with saturated flux in i' or z' images, were excluded. The total number of sources retained varies substantially between the targets, between a few dozen to a few thousands. The $i' - z'$ of the sources was then computed. Only a lower limit for the $i' - z'$ color is available for sources not identified in the i' image.

At 5–10 Myr, the age of the youngest stars in the sample, the transition between planetary-mass and brown dwarfs takes place around the spectral types L1–L2. According to West et al. (2005), a typical L1–L2 dwarf has an $i' - z'$ color of about 1.8. Sources with $i' - z' > 1.7$ were thus conservatively selected. As seen in Section 2.4.4, there are targets for which the zero points of the i' and z' images is more uncertain. In the worst cases, the $i' - z'$ is expected to be off by 0.5 mag, considering the errors listed in Table 4. Two approaches were used in order to make sure to identify all plausible planetary-mass companions (with spectral type L0 and later) around these stars. In the first approach, the center of the $i' - z'$ distribution of all sources identified in the field was computed and artificially shifted to 0.5, which is the approximate $i' - z'$ of an early M, the typical star expected in these far-red images Hawley et al. 2002; West et al. 2005. Then, all sources with (shifted) $i' - z'$ greater than 1.7 were inspected. In the second approach, the peak of the $i' - z'$ was left untouched, but all sources with $i' - z' > 1.2$ were inspected.

Considering the eccentricity distribution of Cumming et al. (2008) and random viewing time and inclination, it can be shown (see Section 2.5.3) that $<2\%$ of candidates with projected distances >8000 AU will have a semi-major axis below 5000 AU. Candidates with projected distances <8000 AU from the target were conservatively retained, to make sure all candidates with semi-major axis <5000 AU are identified. Most target stars are saturated in the GMOS z' image. To find their precise position, the RA, Dec from 2MASS catalog listed in Table 1 is used as a first approximation. This position does not take into account the proper motion, so it

is often off by several pixels (on average 6–7 pixels but sometimes as much as several dozens pixels). For stars that are unsaturated, a 2-d gaussian profile was fitted with IDL function `mpfit2dfun`, for the other stars, the position was found manually, fitting a circle region on the star.

These selection criteria were found to efficiently reject contaminants and left only a few candidates in any given field. Most of these were easily eliminated by a visual inspection of the median-combined and individual i' and z' images. Remaining false-positives were likely cosmic rays or were located in the diffraction peaks of bright stars that affected their photometry. Some non point-source objects that were not eliminated automatically with the criteria in the `find` procedure were also discarded. Other sources fall in part or entirely off the detectors in one or more of the individual images. Finally, the typical L and T colors and magnitudes shown in Figure 2.4 (West et al. 2005; Zhang et al. 2009) were helpful to discard objects with $i' - z' > 1.7$ that are much too faint in z' to be brown dwarfs at the distance of the source. Only one candidate survived all selection criteria, around the M3 ABDMG star GU Psc (2MASS J01123504+1703557).

2.5.1.1 GU Psc b

GU Psc has an estimated age range of 130–200 Myr (given the most recent estimate of ABDMG age from Bell et al. 2015), and a corresponding statistical distance range of 45–49 pc. The characterization of the system is described by Naud et al. (2014) and only summarized here. GU Psc b was detected in the z' -band observations of September 22, 2011 ($z_{AB} = 21.76 \pm 0.07$), but not in the i' band. Follow-up observations with the same instrument and observational setup were made on 2011 October 18 to obtain a deeper i' -band image: four additional 300-s i' -band images were taken. The new i' -band imaging still did not reveal the companion but provided a 3σ upper limit on the flux of $i' > 25.28$, indicating a very red $i' - z'$ color (> 3.5 at 3σ). The $J_{Vega} = 18.15 \pm 0.05$ was measured at CFHT/WIRCam and the $K_s = 17.10 \pm 0.15$ was obtained with the 1.6 m Telescope of Observatoire du Mont-Mégantic. A spectrum was obtained with GNIRS at Gemini-North, and a spectral type of T3.5 was assigned to the companion. The $J - K_s(\text{VEGA}) = 1.05 \pm 0.16$ is significantly redder than the

bulk of field T dwarfs of comparable $z-J$, most likely because of the reduced collision-induced absorption by molecular hydrogen due to a low surface gravity. Using atmosphere models, the temperature and surface gravity were evaluated ($T_{\text{eff}}=1000\text{--}1100\text{ K}$ and $\log g=4.18\text{--}4.36$). Using hot-start evolutionary models (Saumon & Marley 2008; Allard et al. 2013), the mass was estimated to be in the range $9\text{--}13 M_{\text{Jup}}$. Follow-up J -band observations allowed to confirm common proper motion with the primary star, located $42''$ (2000 AU) away from it.

2.5.2 Detection limits

The $5\text{-}\sigma$ detection limits based on background brightness were evaluated for every median-combined z' -magnitude image as a function of angular separation. At each angular separation step, this value is the standard deviation of the sky-subtracted flux in 180 circular apertures (1 FWHM radii), at this distance, located all around the target. The flux in the sky was evaluated for each aperture using an annulus with radii 2 and 3 times the FWHM. This yielded an upper limit on the flux that a companion could have without being detected at 5σ . The limiting magnitude is fainter at further separations from the star. A plateau is typically reached at an angular separation of $20''$ and lasts up to the limits of the field, at an angular separation of $\sim 155''$. The detection limits are shown in Figure 2.5 and in Table 5. Average distances, corresponding to the center of the ranges given in Table 2, were used to convert the angular separations to physical separations in AU in the right panel of Figure 2.5 and in Table 5. For clarity of presentation, these central values were also used to convert the apparent magnitude to absolute magnitude in Figure 2.5, while the full distance ranges were used to calculate the absolute magnitude ranges given in Table 5. For the most distant stars, the plateau where the survey is the most sensitive is not reached before a projected distance of 1000 AU or more, and extends to separations that are well above 5000 AU.

The masses corresponding to limiting magnitudes can then be computed from the age of each star using the substellar hot-start evolutionary models of Baraffe et al. (2003)⁴. The full ranges of absolute magnitudes, distances and ages were used to assess the limiting mass ranges (see Table 5). z' apparent magnitude in the $21.5\text{--}23.9$ range were reached on the plateau, with

4. Available at <http://phoenix.ens-lyon.fr/Grids/BT-Settl/CIFIST2011/ISOCRONES/>.

a median value of $z'=22.9$. Considering the average of the lower and upper values for the distance and age ranges listed in Table 2, this corresponds to masses in the range $5\text{--}12 M_{\text{Jup}}$.

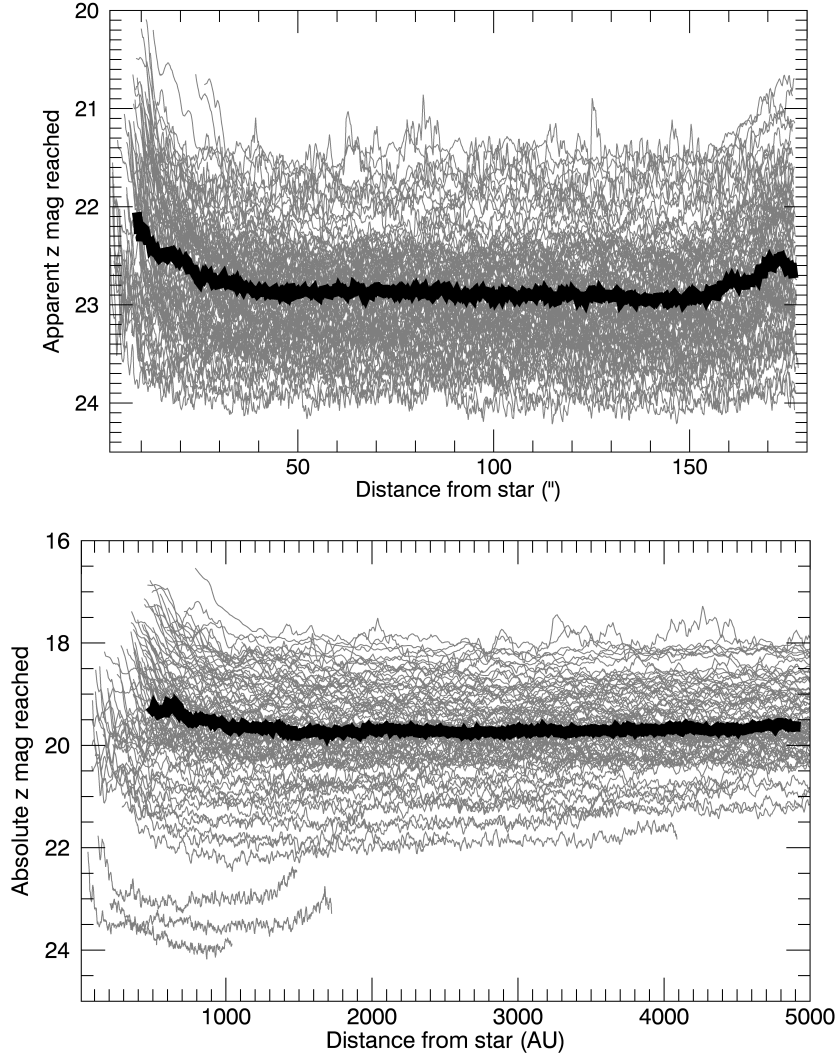


FIGURE 2.5 Left: Apparent magnitude limit (5σ) as a function of angular separation for all stars in the sample. The median apparent magnitude on the plateau is $z'=22.9$. Right: Corresponding absolute magnitudes and projected physical separations in AU, computed with a distance equal to the mean of the ranges listed in Table 2. The median curves are plotted in black.

Table 2.5. $5\text{-}\sigma$ Detection limits

2MASS designation	Range of separation				Magnitude limit		Mass limit ^c
	min "	max "	min ^a au	max ^a au	Apparent z	Absolute z^b	M_{Jup}
J00040288-6410358	4	150	208	7010	23.1	19.6–19.9	4.9– 5.5
J00172353-6645124	32	152	1284	5969	22.8	19.7–20.0	4.5– 4.9
J00325584-4405058	5	152	249	7040	23.0	19.1–20.6	3.6–11.7
J00374306-5846229	2	128	122	6371	22.8	18.9–19.9	3.1–12.2
J01071194-1935359	43	158	1786	6518	22.8	18.6–22.3	3.2–13.1
J01123504+1703557	20	155	950	7296	23.3	19.8–20.0	7.3– 9.4
J01132958-0738088	27	123	1360	6055	22.6	18.7–19.6	3.2–28.9
J01220441-3337036	32	144	1262	5647	21.8	18.7–18.9	6.0– 6.8
J01351393-0712517	26	164	999	6229	23.3	20.2–20.5	3.4– 4.5
J01415823-4633574	5	155	223	6265	22.9	19.7–20.0	4.8– 5.4
J01484087-4830519	30	166	1094	5993	22.8	19.9–20.1	7.1– 9.3
J01521830-5950168	27	153	1087	5977	22.7	19.6–19.8	5.0– 5.5
J02045317-5346162	10	104	424	4301	22.9	19.7–19.9	4.9– 5.4
J02070176-4406380	23	161	1020	6960	23.3	20.0–20.2	4.3– 4.9
J02155892-0929121	29	119	1252	5139	22.5	19.2–19.4	5.6– 6.0
J02215494-5412054	3	148	148	5794	23.4	20.2–20.6	3.7– 4.5
J02224418-6022476	26	156	816	4849	22.8	20.2–20.4	3.9– 4.6
J02251947-5837295	13	136	567	5803	22.0	18.7–19.0	6.0– 6.7
J02303239-4342232	36	157	1907	8196	23.3	19.6–19.8	5.1– 5.5
J02340093-6442068	3	148	151	6823	22.4	18.9–19.2	5.7– 6.3
J02485260-3404246	29	158	1271	6820	23.1	19.8–20.1	4.6– 5.3
J02564708-6343027	19	151	1074	8317	22.0	18.2–18.6	6.3– 8.0
J03050976-3725058	32	154	2348	11156	22.5	18.1–18.3	6.8– 8.1
J03350208+2342356	6	155	267	6597	23.1	19.9–20.1	4.4– 4.7
J03494535-6730350	21	154	1766	12524	23.3	18.7–18.9	6.0– 6.8
J04082685-7844471	19	98	1038	5335	22.7	19.0–19.0	5.8– 6.7
J04091413-4008019	24	140	1574	8842	22.6	18.4–18.7	6.1– 7.3
J04213904-7233562	28	160	1524	8525	22.6	18.8–19.2	5.8– 6.5
J04240094-5512223	36	158	2472	10619	23.2	18.9–19.2	5.7– 6.4
J04363294-7851021	15	121	885	6810	22.3	18.4–18.8	10.6–14.0
J04365738-1613065	33	150	760	3457	22.5	19.8–22.1	4.6– 5.3
J04402325-0530082	12	144	119	1412	23.4	23.5–23.5	< 3.2
J04433761+0002051	15	156	382	3988	23.1	20.8–21.4	2.2– 2.7
J04440099-6624036	14	177	797	9573	22.7	18.9–19.2	5.7– 6.4
J04480066-5041255	37	148	1975	7733	22.5	18.8–19.1	5.8– 6.6
J04533054-5551318	58	148	652	1650	22.4	22.1–22.2	2.5– 3.4
J04571728-0621564	22	107	1020	4848	22.8	19.4–19.7	8.0–10.7
J04593483+0147007	43	155	1121	4035	22.3	20.1–20.4	3.8– 4.5
J05090356-4209199	24	174	916	6450	22.8	19.1–21.4	2.3– 6.2
J05100427-2340407	42	155	2105	7612	22.5	18.9–19.3	5.5– 6.4
J05142878-1514546	10	172	657	10377	23.7	19.6–20.1	4.6– 5.5
J05241317-2104427	16	163	824	8326	23.7	20.0–20.4	3.9– 5.0
J05241914-1601153	37	168	705	3192	22.3	20.4–21.6	2.6– 4.0
J05254166-0909123	32	160	678	3323	23.1	21.3–21.8	3.2– 5.5
J05332558-5117131	33	141	1730	7378	22.9	19.1–19.5	5.5– 6.1
J05335981-0221325	29	144	1009	4924	22.3	19.4–19.9	4.5– 5.2
J05392505-4245211	25	161	1195	7498	23.2	19.5–20.4	3.9– 5.7
J05395494-1307598	11	160	804	10907	23.4	19.0–19.5	5.3– 6.2
J05470650-3210413	16	157	860	8209	22.9	19.1–19.7	5.2– 6.1
J05575096-1359503	21	153	864	6110	23.4	19.9–20.9	3.1–11.5
J06045215-3433360	31	146	265	1229	22.6	23.0–23.0	< 2.3
J06085283-2753583	5	160	159	4305	23.1	20.5–21.5	< 3.1
J06112997-7213388	12	153	606	7216	21.9	18.5–18.6	6.2– 7.7
J06131330-2742054	32	160	940	4726	23.5	21.1–21.3	2.2– 2.6
J06434532-6424396	24	176	1310	9546	23.5	19.6–20.0	4.7– 5.7
J08173943-8243298	39	156	1071	4232	22.9	20.6–20.9	2.3– 3.1
J08471906-5717547	16	166	368	3670	22.2	20.3–20.7	5.9– 8.3
J10260210-4105537	26	161	1645	9826	23.4	19.3–19.7	3.7– 4.4
J10285555+0050275	71	147	505	1041	23.2	23.9–23.9	< 2.3

For each target, it is possible to compute the fraction f_u of z' image pixels where a companion could have been detected at 5σ . This takes into account the bad pixels and background sources that hinder the detection of a companion. This quantity is represented in Figure 2.6 as a function of separation for all sample stars. It shows that beyond $10''$, typically more than 98% of putative companions should have been detected. For the stars that are the closest to the galactic plane, the density of objects is higher and the fraction of objects that can be recovered can be lower (down to 96%). This is taken into account in the computation of completeness limits in section 2.5.3.

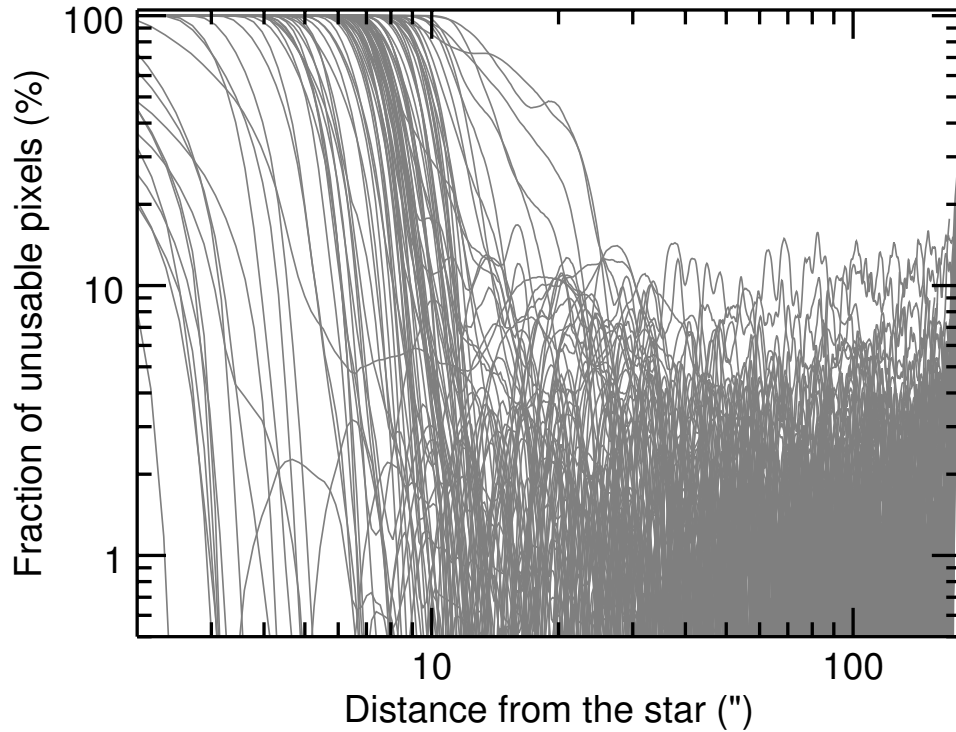


FIGURE 2.6 Fraction $1 - f_u$ of pixels where a companion can not be found, considering bad pixels and background stars in the field. Beyond $\sim 10''$, $>98\%$ of putative companions would have been identified for the large majority of stars. A few low-galactic latitude stars have lower plateau value.

Table 2.5 — continued

2MASS designation	Range of separation				Magnitude limit		Mass limit ^c
	min "	max "	min ^a au	max ^a au	Apparent z	Absolute z ^b	M_{Jup}
J11115267-4401538	12	156	434	5333	23.4	20.3–21.2	3.7– 7.3
J11305355-4628251	7	160	435	9929	23.7	19.3–20.2	4.2– 9.1
J11592786-4510192	15	176	828	9723	23.9	19.8–20.7	3.1– 4.0
J12210499-7116493	23	157	2288	15464	23.6	18.4–18.9	3.3– 5.5
J12265135-3316124	15	175	1054	11594	23.6	19.4–19.6	3.7– 4.4
J12300521-4402359	11	177	809	12220	23.9	19.3–20.2	3.5– 4.4
J12383713-2703348	39	177	914	4087	23.6	21.7–21.9	2.9– 4.2
J14284804-7430205	19	171	909	7896	23.5	19.3–21.6	5.0–24.2
J14361471-7654534	17	173	629	6071	23.9	20.7–21.8	2.6–16.2
J15244849-4929473	13	175	320	4222	21.8	19.8–20.0	7.4– 9.6
J15310958-3504571	12	171	855	12031	23.2	18.6–19.5	3.4– 5.1
J16430128-1754274	12	161	516	6620	23.2	19.7–20.7	2.5–10.0
J16572029-5343316	12	176	670	9188	21.6	17.9–18.1	6.2– 7.1
J18420694-5554254	19	157	1007	8330	21.7	17.9–18.2	6.1– 7.0
J19225071-6310581	23	150	1329	8645	22.0	17.9–18.5	5.8– 9.0
J19355595-2846343	4	175	134	5445	22.7	19.8–20.8	3.1– 9.4
J19560294-3207186	42	159	2450	9250	22.5	18.5–18.8	5.4– 6.0
J20004841-7523070	12	150	399	4833	22.3	19.6–20.0	4.4– 5.0
J20013718-3313139	38	168	2375	10464	22.9	18.8–19.1	5.2– 5.7
J20100002-2801410	25	161	1236	7761	23.0	19.5–19.7	4.7– 5.1
J20333759-2556521	15	169	758	8182	22.9	19.4–19.7	4.7– 5.2
J20465795-0259320	26	161	1236	7430	23.0	19.6–19.8	7.8–10.1
J21100535-1919573	45	170	1491	5629	23.5	20.7–21.0	2.1– 2.8
J21265040-8140293	3	148	103	4757	22.6	19.9–20.2	3.1– 9.4
J21471964-4803166	13	153	733	8453	22.9	18.7–19.9	4.6–12.8
J21521039+0537356	31	156	960	4768	22.7	19.9–20.7	5.9– 9.3
J22021626-4210329	35	164	1632	7554	23.0	19.6–19.9	5.0– 5.5
J22440873-5413183	20	137	979	6587	21.7	18.1–18.4	6.8– 8.0
J22470872-6920447	14	155	797	8531	22.5	18.7–18.9	10.2–13.0
J23131671-4933154	18	113	731	4556	22.6	19.5–19.7	5.3– 5.7
J23221088-0301417	35	155	1361	5891	22.8	19.5–20.4	3.6–23.0
J23285763-6802338	20	150	963	7211	22.8	19.2–19.5	5.5– 6.0
J23301341-2023271	46	154	760	2501	23.0	21.8–22.1	2.4– 2.5
J23320018-3917368	35	135	818	3127	23.3	21.4–21.6	3.6– 5.2
J23452225-7126505	14	154	652	6930	21.5	18.1–18.4	6.8– 8.2
J23474694-6517249	21	150	986	6904	23.1	19.7–19.9	5.0– 5.4

^aConsidering the average of the distance range given in Table 2.2

^bConsidering the full distance range given in Table 2.2

^cUsing the full distance and age ranges given in Table 2.2 in Baraffe et al. (2003) evolutionary models.

2.5.3 Completeness Maps and Survey sensitivity

The detection limits in terms of absolute magnitudes and projected separations determined in Section 2.5.2 can be used to evaluate the sensitivity of the survey to planets of a given mass and semi-major axis. The method used here is similar to that described by Nielsen et al. (2008).

A Monte Carlo simulation was first used to build a completeness map for each star, i.e. to assess what fraction of planets of a given mass and semi-major axis can be retrieved around it, considering the distribution of possible orbital parameters, and considering its credible age and distance ranges. A grid of 100×100 masses and semi-major axes was built, spread uniformly in log space, for masses between 3 and $100 M_{\text{Jup}}$ and semi-major axes of 100 to 5000 AU. At each point of the grid, a population of 10,000 planets was simulated. The method described in Brandeker et al. (2006) and Brandt et al. (2014) was used to determine the distribution of projected separations in AU from the semi-major axes, given a distribution of eccentricity and assuming a random viewing angle and time of observation. The eccentricity distribution function adopted here is that of Cumming et al. (2008), i.e., a uniform distribution between 0 and 0.8. The distance and age, sampled linearly within the ranges listed in Table 2, are used to convert physical projected separations to angular projected separations and to convert masses to absolute z' fluxes, using the evolutionary models of Baraffe et al. (2003). The 5σ detection curves computed in Section 2.5.2 (Figure 2.5) can then be used to determine whether or not a given simulated planet would be bright enough to be recovered around its host. If so, the fraction of pixels where a companion can be found f_u is taken as the detection probability. Repeating these steps for each simulated planet allows determining the fraction of planets that would have been detected around a star at each grid point. The resulting map is shown in Figure 2.7 for GU Psc.

Taking the sum of the maps for all stars allows to assess the mean sensitivity for the entire survey (Figures ?? and 2.9), in terms of the fraction of stars in the survey for which a planet of a given mass and semi-major axis would have been detected. The figure demonstrates that the survey is most sensitive above 1000 AU, with a peak between 2000 and 4000 AU. The maximal detection probabilities are of 8, 36, 86, 94 and 95% for masses of 3, 5, 9, 11 and

$13 M_{\text{Jup}}$, respectively. The survey is particularly sensitive to planets at the massive end of the planetary-mass range. The mean detection probabilities for $3 M_{\text{Jup}}$ companions are below 10% for all semi-major axes. At separations of ~ 500 AU, detection probabilities are non-negligible, 10% for $5 M_{\text{Jup}}$ and 30% for $11 M_{\text{Jup}}$. The probability to find a planet at 2000 AU with the mass of GU Psc b ($\sim 11 M_{\text{Jup}}$) is over 90%. At 100–200 AU, where most AO imaging survey are most sensitive, the present survey has a small detection probability of less than 5%, even for the most massive planets.

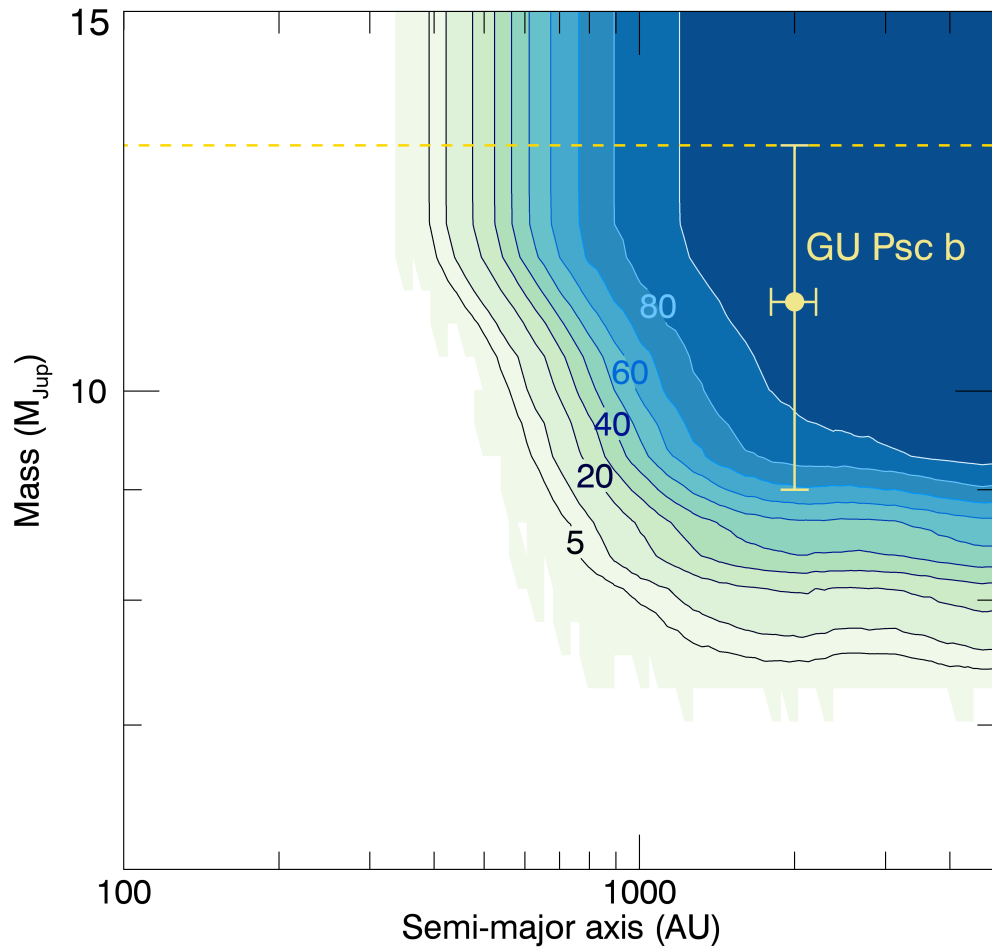


FIGURE 2.7 Completeness map for the star GU Psc. The contours indicate the fraction of planets that would be recovered in percent, considering a uniform eccentricity distribution between 0 and 0.8, a random inclination and time of observation, the distance and age ranges given in Table 2 and the hot-start models of Baraffe et al. (2003). The horizontal dashed line is the $13 M_{\text{Jup}}$ separation between planetary-mass objects and brown dwarfs.

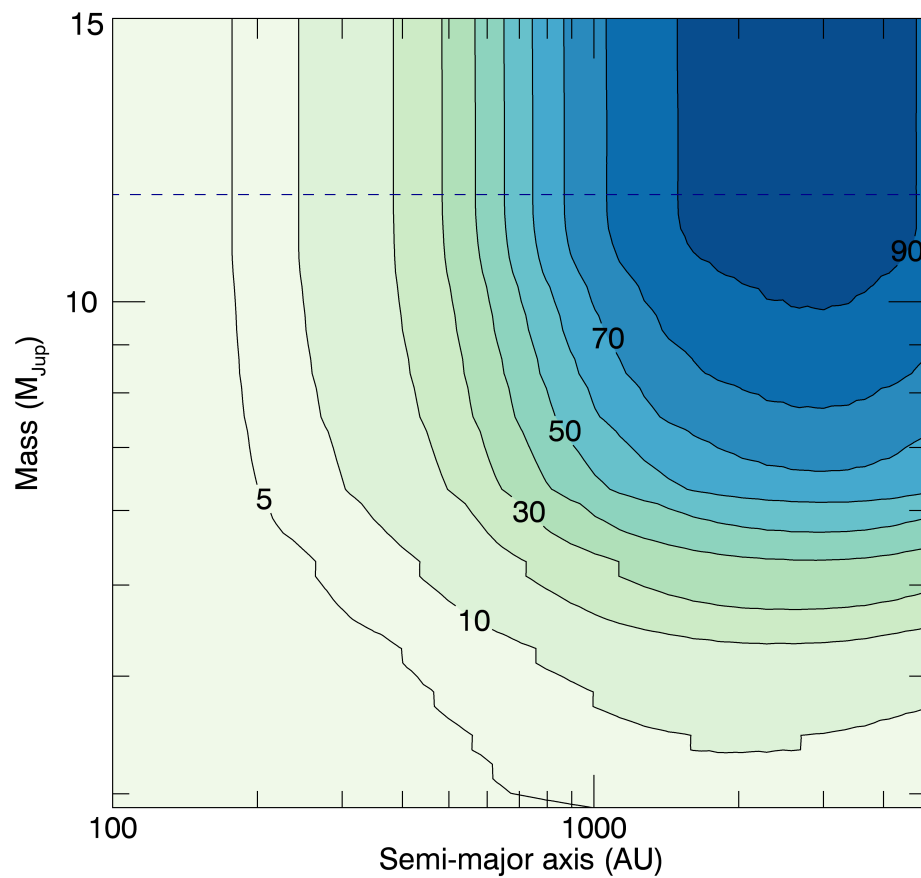


FIGURE 2.8 Completeness map and mean detection probability for the survey. It gives the mean detection probability in percentage with respect to mass and semi-major axis. The horizontal dash line is the $13 M_{\text{Jup}}$ separation between planetary-mass objects and brown dwarfs.

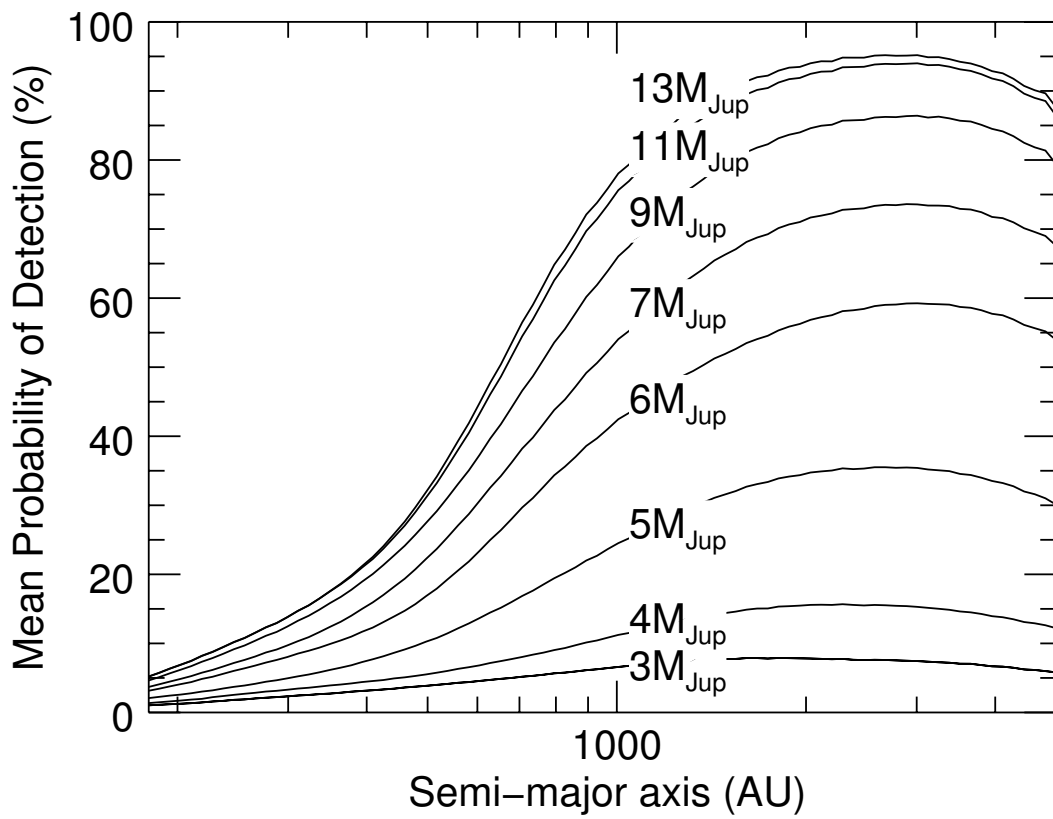


FIGURE 2.9 Mean probability of detection vs semi-major axis, for specific values of companion mass, for the entire survey.

2.5.4 Planet Frequency

Using the results presented in Section 2.5.3 and the statistical formalism presented in Lafrenière et al. (2007), it is possible to determine a credible interval for the fraction f of late spectral type (K5-L5) stars that have at least one companion in a given mass and semi-major axis range. If the $N = 95$ sample stars are enumerated $j = 1 \dots N$, the results of this survey are summarized by the set $\{d_j\}$, where the value of d is 1 for stars with a detected companion, or 0 otherwise. The resulting set $\{d_j\}$ depends on the true fraction of stars f that host a planet in the surveyed range of semi-major axes and masses. It is given by the binomial likelihood:

$$\mathcal{L}(\{d_j\}|f) = \prod_{j=1}^N (1 - fp_j)^{(1-d_j)} (fp_j)^{d_j} \quad (2.1)$$

The completeness maps (as shown for GU Psc b on Figure 2.7) are used to determine p_j , which represents the probability of detecting a companion with a mass in a given range $[m_{min}, m_{max}]$ and a semi-major axis in a given range $[a_{min}, a_{max}]$. For each star, p_j is taken to be the mean of the recovered planets fraction in all grid points for the mass and semi-major axis ranges considered. Since the grid is uniform in log mass and log a , this is equivalent to assuming log-uniform distributions for these two parameters. Bayes' theorem states that the posterior distribution, which is the probability density function of f considering the results of the survey $\{d_j\}$, is given by:

$$P(f|\{d_j\}) = \frac{\mathcal{L}(\{d_j\}|f)P(f)}{\int_0^1 \mathcal{L}(\{d_j\}|f)P(f)df}. \quad (2.2)$$

The denominator can be referred to as the *marginalized likelihood*. The prior distribution $P(f)$ represents the best knowledge on the probability density for f using only information independent from the current survey. In several direct imaging survey analyses, a flat prior distribution $P(f) = 1$ was used. While simpler, a uniform prior is in general not mathematically equivalent to having no prior knowledge on the parameters. As an illustration of this concept, a change of coordinates can result in a different answer if a flat prior is used in both coordinate systems, and therefore the resulting posterior does not only depend on the likelihood model and the available data, but also depends on the way that the problem

is parameterized. Applying Bayesian statistics in a way that only depends on the available data and the likelihood model requires using non-informative priors (e.g., see Berger et al. 2009), which do not always correspond to flat priors. In a case with only one parameter, the non-informative prior can be derived in a simple way and is called Jeffrey’s prior (see Jeffreys 1998). The Jeffrey’s prior that is associated with the binomial likelihood is given by:

$$P(f) = \frac{1}{\pi} \frac{1}{\sqrt{f}} \frac{1}{\sqrt{1-f}}. \quad (2.3)$$

As shown in Figures ?? and 2.9, the survey is particularly sensitive for semi-major axes between 500 and 5000 AU and masses between 5 and 13 M_{Jup} . The posterior distribution was thus computed for these ranges and is shown in Figure 2.10. This accounts for the detection of a single companion (GU Psc b) in these intervals. Only the projected separation of the companion (2000 AU) is known but considering the eccentricity distribution of Cumming et al. (2008) and random viewing time and inclination as in Section 2.5.3, it can be shown that the semi-major axis of the companion is unlikely to have a semi-major axis above 5000 AU. The peak of this posterior distribution corresponds to the most likely value of f . Given a level of confidence α , an equal-tail credible interval $[f_{\min}, f_{\max}]$ can be determined using

$$\frac{1 - \alpha}{2} = \int_0^{f_{\min}} p(f|\{d_j\})df, \quad (2.4)$$

$$\frac{1 + \alpha}{2} = \int_{f_{\max}}^1 p(f|\{d_j\})df. \quad (2.5)$$

The fraction of late spectral type (K5–L5) stars that have at least one companion in this semi-major axis and mass ranges is $0.84^{+6.73}_{-0.66}\%$ ($\alpha=95\%$). Note that if a flat prior had been assumed, the planet frequency would have been artificially larger with a wider confidence interval ($1.66^{+7.22}_{-1.27}\%$).

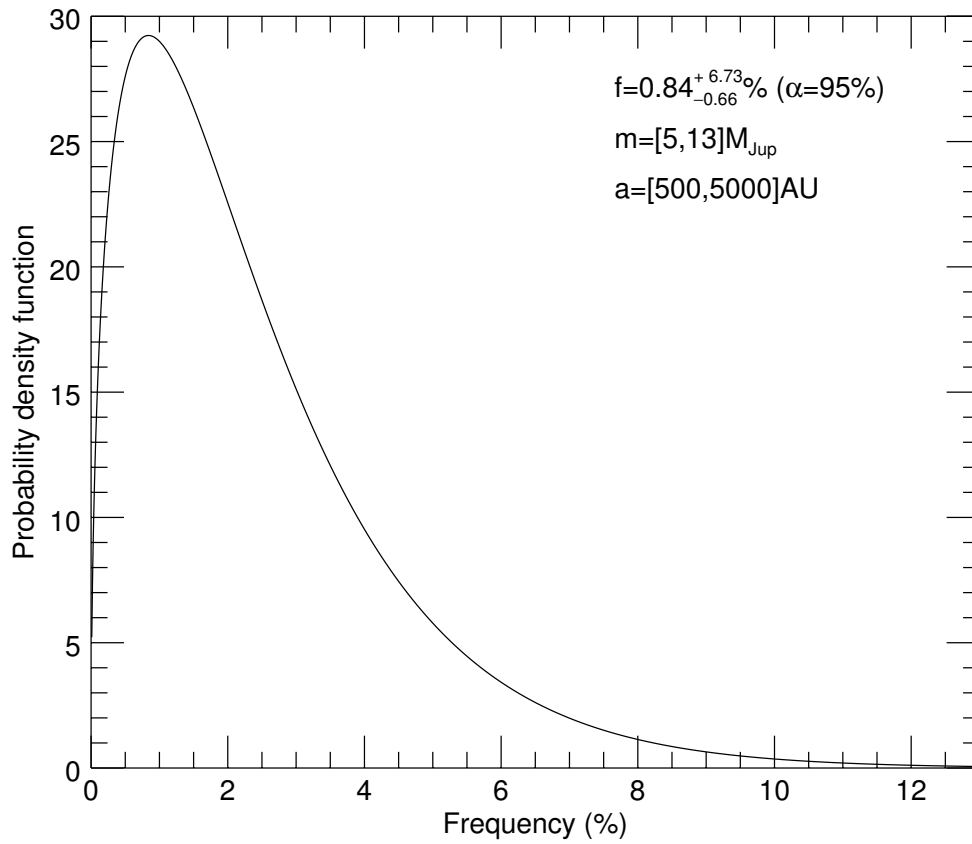


FIGURE 2.10 Probability density function for the frequency of late spectral type (K5–L5) stars with at least a companion with masses in the range $m=[5,13] M_{\text{Jup}}$ and semi-major axes in the range $a=[500,5000]$ AU.

2.6 Discussion

The sensitivity of the present survey to planetary-mass companions ($5\text{--}13 M_{\text{Jup}}$) is maximized between 500 and 5000 AU, much further than typical AO-assisted imaging surveys around similar stars, which are sensitive to up to 1000 AU at best. The small overlap can be used to compare the limits on the occurrence of companions around young M stars, and to study this occurrence as a function of the separation to the central star.

The meta-analysis of Bowler (2016) puts an upper limit of $< 7.3\%$ (95% confidence level) on the frequency of $5\text{--}13 M_{\text{Jup}}$ companions at separations between 100 and 1000 AU around M stars. An analysis similar to that presented in subsection 2.5.4 and based on the present survey data was carried for these ranges. Only an upper limit was determined because GU Psc b is in all likelihood outside this range of semi-major axes considering the method described in Section 2.5.3 (there is less than a 15% chance that GU Psc b has a semi-major axis below 1000 AU with a projected separation of 2000 AU). An upper limit of $< 11.1\%$ was found, at the same confidence level. This is consistent with the Bowler (2016) result. The Bowler (2016) survey is more constraining because it includes more stars (119 compared to 95), but also because the present survey is only moderately sensitive in these ranges, the average detection probability for $13 M_{\text{Jup}}$ at 1000 AU is close to 80% but only 25% for $5 M_{\text{Jup}}$. Lafrenière et al. (2007) derived an analytical expression for the planet frequency f_{max} in the special case of non-detections:

$$f_{\text{max}} \sim \frac{-\ln(1 - \alpha)}{N\langle p_j \rangle}, \quad (2.6)$$

where $\langle p_j \rangle$ is the average planet detection probability, N the total number of stars in the survey and α the confidence interval level. This approximation is valid for $N\langle p_j \rangle \gg 1$. Since the same intervals were used in the present survey and Bowler (2016) analysis, both results can be combined, assuming $\alpha = 0.95$, to derive an upper limit of $< 4.4\%$ for the fraction of late spectral type (K5–L5) stars with at least a giant planetary-mass companion in the mass range $[5,13] M_{\text{Jup}}$ with semi-major axis < 1000 AU.

Lannier et al. (2016) found that $2.3^{+2.9}_{-0.7}\%$ (1σ confidence) of M stars have a $2\text{--}14 M_{\text{Jup}}$

companion between 8 and 400 AU. The present survey is not sensitive to companions between $2\text{--}5 M_{\text{Jup}}$ and below 400 AU, hence it is not relevant to compute a frequency in this range of parameters. It is however interesting to note that the fraction obtained by Lannier et al. (2016) is similar to that found here for more massive, more distant planets. It is also similar to the $2_{-1}^{+3}\%$ frequency derived from radial velocity data (Bonfils et al. 2011) for less massive giant planets (up to $\sim 3 M_{\text{Jup}}$) very close to low-mass older stars (periods between 10 and 100 days; main-sequence stars). All planet surveys so far have demonstrated that gas giants are rare beyond ~ 10 AU around low-mass stars, as expected from planet formation models. The survey presented here yielded a planet frequency similar to those found for closer-in planets within uncertainties, although it spans a much wider separation interval. The planet frequency thus seems to remain similar over three orders of magnitude in orbital separations, despite the fact that planets in these regimes likely form through different mechanisms.

There is no agreement at this stage as to whether planetary-mass companions at wide separations are correlated with the stellar mass, as suggested for closer-in companions (Johnson et al. 2007; Borucki et al. 2011). Lannier et al. (2016) find that such a correlation probably exists for substellar companions that have a low mass ratio ($Q < 1\%$). This is in agreement with the conclusion of Montet et al. (2014; from a combination of direct imaging and radial velocity) and Clanton & Gaudi (2014; combination of micro-lensing and radial velocity), that giant planets are less frequent around low-mass stars. However, they do not find evidence for a correlation at higher mass ratio values ($1\% < Q < 5\%$). GU Psc b, with $Q \sim 3\%$, falls in that regime. In their meta-analysis, Bowler (2016) and Galicher et al. (2016) do not find evidence that there are less giant planets around low-mass stars; in both surveys, the frequency derived for host stars of different masses are compatible with each other. While the present survey confirms the existence – albeit rare – of planetary-mass companion at wide separations, more detections are required to determine whether the presence of these are correlated with stellar host mass.

2.7 Conclusion

The PSYM-WIDE survey allowed to search for planetary-mass companions around 95 low-mass stars (spectral types K5–L5) that are members of young associations. It used Gemini GMOS i' and z' imaging to identify them via their distinctively red $i' - z'$ color, and allowed to establish a frequency of stars with at least one companion of $0.84_{-0.66}^{+6.73}\%$ (95% confidence) in the mass range 5–13 M_{Jup} and with semi-major axes range 500–5000 AU.

The only planet discovered through this survey (GU Psc b; Naud et al. 2014) and other substellar companions discovered via direct imaging (e.g., the $\sim 23 M_{\text{Jup}}$ brown dwarf HIP 78530 B; Lafrenière et al. 2008, 2010 or Ross 458 (AB) c, a distant planetary-mass companion to a M0.5+M7 binary (Goldman et al. 2010; Burgasser et al. 2010) are too widely separated from their stars for in-situ formation by either core accretion or gravitational instability. This suggests that other mechanisms, such as direct formation through the turbulent fragmentation of a pre-stellar core (Padoan & Nordlund 2002; Bate et al. 2003) or ejection through interaction with a massive companion, could be at play in these cases.

As demonstrated by the in-depth photometric and spectroscopic study of GU Psc b (Naud et al. 2014) and the study of its light curve evolution (M.-E. Naud et al., submitted), wide planetary-mass companions are amenable to a level of characterization that is useful to assess the characteristics of closer-in giant planets, which are much harder to study. Further surveys to identify wide-separation exoplanets would be valuable, especially deeper ones that are focused on the identification of less massive giant planets. New detections would contribute to investigate possible correlation with the mass of the host star, and more generally the various formation mechanisms at play. The WEIRD survey (Wide orbit Exoplanet search with InfraRed Direct imaging; Baron et al. 2015), an ongoing effort using Spitzer and ground-based facilities such as CFHT and Gemini, will provide better constraints on the presence of these very wide (>500–1000 AU) planetary-mass companions. The observations are obtained at 3.6 and 4.5 μm and are thus sensitive to planets down to about the mass of Saturn ($0.3 M_{\text{Jup}}$).

Acknowledgments

The authors would like to thank Julien Rameau for his precious suggestions and helpful discussions. They are also very grateful for the help of the Pan-STARRS1 and SkyMapper teams for providing data and the support for using it to do the photometric calibration of the data. They would also like to thank the anonymous referee for constructive comments and suggestions that improved the overall quality of the paper. This work was financially supported by the Natural Sciences and Engineering Research Council (NSERC) of Canada and the Fond de Recherche Québécois - Nature et Technologie (FRQNT; Québec). This publication makes use of data products from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center, and funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation, of the NASA's Astrophysics Data System Bibliographic Services, the VizieR catalog access tool and the SIMBAD database operated at CDS, Strasbourg, France. It also made use of the L and T dwarf data archive <http://staff.gemini.edu/~sleggett/LTdata.html>.

It also used data from The Sloan Digital Sky Survey III (SDSS-III). Funding for this survey has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Science Foundation, and the U.S. Department of Energy Office of Science. The SDSS-III web site is <http://www.sdss3.org/>. SDSS-III is managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions of the SDSS-III Collaboration including the University of Arizona, the Brazilian Participation Group, Brookhaven National Laboratory, University of Cambridge, University of Florida, the French Participation Group, the German Participation Group, the Instituto de Astrofísica de Canarias, the Michigan State/Notre Dame/JINA Participation Group, Johns Hopkins University, Lawrence Berkeley National Laboratory, Max Planck Institute for Astrophysics, New Mexico State University, New York University, Ohio State University, Pennsylvania State University, University of Portsmouth, Princeton University, the Spanish Participation Group, University of Tokyo, University of Utah, Vanderbilt University, University of Virginia, University of Washington, and Yale University.

Data products from the Pan-STARRS were also used. PS1 have been made possible

through contributions of the Institute for Astronomy, the University of Hawaii, the Pan-STARRS Project Office, the Max-Planck Society and its participating institutes, the Max Planck Institute for Astronomy, Heidelberg and the Max Planck Institute for Extraterrestrial Physics, Garching, The Johns Hopkins University, Durham University, the University of Edinburgh, Queen's University Belfast, the Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, the Las Cumbres Observatory Global Telescope Network Incorporated, the National Central University of Taiwan, the Space Telescope Science Institute, the National Aeronautics and Space Administration under Grant No. NNX08AR22G issued through the Planetary Science Division of the NASA Science Mission Directorate, the National Science Foundation under Grant No. AST-1238877, the University of Maryland, and Eotvos Lorand University (ELTE) and the Los Alamos National Laboratory.

Finally, SkyMapper data products were used. The national facility capability for SkyMapper has been funded through ARC LIEF grant LE130100104 from the Australian Research Council, awarded to the University of Sydney, the Australian National University, Swinburne University of Technology, the University of Queensland, the University of Western Australia, the University of Melbourne, Curtin University of Technology, Monash University and the Australian Astronomical Observatory. SkyMapper is owned and operated by The Australian National University's Research School of Astronomy and Astrophysics. The survey data were processed and provided by the SkyMapper Team at ANU. The SkyMapper node of the All-Sky Virtual Observatory is hosted at the National Computational Infrastructure (NCI).

Bibliographie

- Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2012, *ApJS*, 203, 21
- Albert, L., Artigau, É., Delorme, P., et al. 2011, *ApJ*, 141, 203
- Allard, F., Homeier, D., Freytag, B., Schaffenberger, & Rajpurohit, A. S. 2013, *MMSAIS*, 24, 128
- Allen, P. R., Koerner, D. W., Reid, I. N., & Trilling, D. E. 2005, *ApJ*, 625, 385
- Allers, K. N., & Liu, M. C. 2013, *ApJ*, 772, 79
- Anderson, E., & Francis, C. 2012, *Astron. Lett.*, 38, 331
- Artigau, É., Lafrenière, D., Doyon, R., et al. 2007, *AJ*, 659, L49
- Bailey, J. I., White, R. J., Blake, C. H., et al. 2012, *ApJ*, 749, 16
- Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2003, *A&A*, 402, 701
- Baron, F., Artigau, É., Rameau, J., et al. 2015, *American Astronomical Society*, 3, 104.09
- Bate, M. R., Bonnell, I. A., & Bromm, V. 2003, *MNRAS*, 339, 577
- Bell, C. P. M., Mamajek, E. E., & Naylor, T. 2015, *MNRAS*, 454, 593
- Berger, J. O., Bernardo, J. M., & Sun, D. 2009, *The Annals of Statistics*
- Bergfors, C., Brandner, W., Janson, M., et al. 2010, *AJ*, 520, A54
- Beuzit, J.-L., Feldt, M., Dohlen, K., et al. 2008, in *Proc. SPIE*, ed. I. S. Mclean & M. M. Casali (SPIE), 701418–701418–12

- Biller, B. A., Liu, M. C., Wahhaj, Z., et al. 2013, *ApJ*, 777, 160
- Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., et al. 2011, *A&A*, 5019
- Borucki, W. J., Koch, D. G., Basri, G. S., et al. 2011, *ApJ*, 736, 19
- Bowler, B. P. 2016, *PASP*, 128, 102001
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., & Tamura, M. 2015, *ApJS*, 216, 7
- Brandeker, A., Jayawardhana, R., Khavari, P., Haisch Jr, K. E., & Mardones, D. 2006, *ApJ*, 652, 1572
- Brandt, T. D., Kuzuhara, M., McElwain, M. W., et al. 2014, *ApJ*, 786, 1
- Burgasser, A. J., Simcoe, R. A., Bochanski, J. J., et al. 2010, *ApJ*, 725, 1405
- Caballero, J. A., Béjar, V. J. S., Rebolo, R., et al. 2007, *ApJ*, 470, 903
- Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P. 2000, *ApJ*, 542, 464
- Chauvin, G., Lagrange, A. M., Dumas, C., et al. 2004, *A&A*, 425, L29
- Chauvin, G., Lagrange, A. M., Bonavita, M., et al. 2010, *AJ*, 509, A52
- Chauvin, G., Vigan, A., Bonnefoy, M., et al. 2015, *A&A*, 573, A127
- Clanton, C., & Gaudi, B. S. 2014, *ApJ*, 791, 91
- Cruz, K. L., Kirkpatrick, J. D., & Burgasser, A. J. 2009, *AJ*, 137, 3345
- Cruz, K. L., Reid, I. N., Liebert, J., Kirkpatrick, J. D., & Lowrance, P. J. 2003, *AJ*, 126, 2421
- Cruz, K. L., Reid, I. N., Kirkpatrick, J. D., et al. 2007, *AJ*, 133, 439
- Cumming, A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2008, *PASP*, 120, 531
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, *VizieR Online Data Catalog*, 2246, 0
- Delorme, P., Lagrange, A. M., Chauvin, G., et al. 2012, *A&A*, 539, A72

- Delorme, P., Willott, C. J., Forveille, T., et al. 2008, *A&A*, 484, 469
- Dhital, S., West, A. A., Stassun, K. G., & Bochanski, J. J. 2010, *AJ*, 139, 2566
- Donaldson, J. K., Weinberger, A. J., Gagné, J., et al. 2016, eprint arXiv:1610.01667, 1610.01667
- Ducourant, C., Teixeira, R., Chauvin, G., et al. 2008, *A&A*, 477, L1
- Epchtein, N., de Batz, B., Capoani, L., et al. 1997, *The Messenger*, 87, 27
- Faherty, J. K., Burgasser, A. J., Walter, F. M., et al. 2012, *AJ*, 752, 56
- Faherty, J. K., Riedel, A. R., Cruz, K. L., et al. 2016, eprint arXiv:160507927,
- Gagné, J., Burgasser, A. J., Faherty, J. K., et al. 2015a, *ApJ*, 808, L20
- Gagné, J., Lafrenière, D., Doyon, R., Malo, L., & Artigau, É. 2014, *ApJ*, 783, 121
- . 2015b, *ApJ*, 798, 73
- Gagné, J., Faherty, J. K., Cruz, K. L., et al. 2015c, *ApJS*, 219, 33
- Galicher, R., Marois, C., Macintosh, B., et al. 2016, arxiv.org, arXiv:1607.08239
- Gizis, J. E. 2002, *ApJ*, 575, 484
- Goldman, B., Marsat, S., Henning, T., Clemens, C., & Greiner, J. 2010, *MNRAS*, 405, 1140
- Gontcharov, G. A. 2006, *Astron. Lett.*, 32, 759
- Hawley, S. L., Covey, K. R., Knapp, G. R., et al. 2002, *AJ*, 123, 3409
- Hook, I. M., Jørgensen, I., Allington Smith, J. R., et al. 2004, *PASP*, 116, 425
- Janson, M., Hormuth, F., Bergfors, C., et al. 2012, *ApJ*, 754, 44
- Jeffreys, H. 1998, *The Theory of Probability* (OUP Oxford)
- Johnson, J. A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2007, *ApJ*, 670, 833

- Kirkpatrick, J. D., Looper, D. L., Burgasser, A. J., et al. 2010, *ApJS*, 190, 100
- Kiss, L. L., Moór, A., Szalai, T., et al. 2011, *MNRAS*, 411, 117
- Koen, C., Kilkeny, D., van Wyk, F., & Marang, F. 2010, *MNRAS*, 403, 1949
- Lafrenière, D., Jayawardhana, R., & van Kerkwijk, M. H. 2008, *ApJ*, 689, L153
- . 2010, *ApJ*, 719, 497
- Lafrenière, D., Doyon, R., Marois, C., et al. 2007, *ApJ*, 670, 1367
- Lannier, J., Delorme, P., Lagrange, A. M., et al. 2016, *A&A*
- Macintosh, B., Graham, J. R., Ingraham, P., et al. 2014, in *Proceedings of the National Academy of Sciences*, Lawrence Livermore National Laboratory, Livermore, CA 94551; Kavli Institute for Particle Astrophysics and Cosmology, Stanford University, Stanford, CA 94305, 12661–12666
- Macintosh, B., Graham, J. R., Barman, T. S., et al. 2015, *Science*, 350, 64
- Magnier, E. A., Schlafly, E., Finkbeiner, D., et al. 2013, *ApJS*, 205, 20
- Makarov, V. V., & Urban, S. 2000, *MNRAS*, 317, 289
- 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
- Malo, L., Doyon, R., Lafrenière, D., et al. 2013, *ApJ*, 762, 88
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T. S., et al. 2008, *Science*, 322, 1348
- Marois, C., Zuckerman, B., Konopacky, Q. M., Macintosh, B., & Barman, T. S. 2010, *Nature*, 468, 1080
- 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

- Naud, M.-E., Artigau, É., Malo, L., et al. 2014, *ApJ*, 787, 5
- Nielsen, E. L., Close, L., Biller, B. A., Masciadri, E., & Lenzen, R. 2008, *ApJ*, 674, 1
- Padoan, P., & Nordlund, Å. 2002, *ApJ*, 576, 870
- Radigan, J., Lafrenière, D., Jayawardhana, R., & Doyon, R. 2009, *ApJ*, 698, 405
- Reid, I. N., Cruz, K. L., Burgasser, A. J., & C Liu, M. 2008, *AJ*, 135, 580
- Reid, I. N., Kirkpatrick, J. D., Liebert, J., et al. 2002, *AJ*, 124, 519
- Reylé, C., Delorme, P., Willott, C. J., et al. 2010, *A&A*, 522, A112
- Riaz, B., Gizis, J. E., & Harvin, J. 2006, *AJ*, 132, 866
- Rice, E. L., Faherty, J. K., & Cruz, K. L. 2010, *AJ*, 715, L165
- Riedel, A. R., Murphy, S. J., Henry, T. J., et al. 2011, *ApJ*, 142, 104
- Riedel, A. R., Finch, C. T., Henry, T. J., et al. 2014, *AJ*, 147, 85
- Rodriguez, D. R., Bessell, M. S., Zuckerman, B., & Kastner, J. H. 2011, *ApJ*, 727, 62
- Roeser, S., Demleitner, M., & Schilbach, E. 2010, *AJ*, 139, 2440
- Saumon, D., & Marley, M. S. 2008, *ApJ*, 689, 1327
- Schlafly, E. F., Finkbeiner, D. P., Jurić, M., et al. 2012, *ApJ*, 756, 158
- Schmidt, S. J., Cruz, K. L., Bongiorno, B. J., Liebert, J., & Reid, I. N. 2007, *AJ*, 133, 2258
- Shkolnik, E. L., Anglada-Escude, G., Liu, M. C., et al. 2012, *AJ*, 758, 56
- Shkolnik, E. L., Liu, M. C., Reid, I. N., Dupuy, T. J., & Weinberger, A. J. 2011, *ApJ*, 727, 6
- Tonry, J. L., Stubbs, C. W., Lykke, K. R., et al. 2012, *ApJ*, 750, 99
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., da Silva, L., et al. 2006, *A&A*, 460, 695
- van Leeuwen, F. 2007, *A&A*, 474, 653

Wagner, K., Apai, D., Kasper, M., et al. 2016, *Science*, 353, aaf9671

Weis, E. W. 1991, *AJ*, 102, 1795

West, A. A., Hawley, S. L., Bochanski, J. J., et al. 2008, *AJ*, 135, 785

West, A. A., Walkowicz, L. M., & Hawley, S. L. 2005, *PASP*, 117, 706

Wolf, C., Onken, C. A., Schmidt, B. P., et al. 2016, SkyMapper Early Data Release

Zacharias, N., Finch, C. T., Girard, T. M., et al. 2012, VizieR On-line Data Catalog, 1322

Zacharias, N., Monet, D. G., Levine, S. E., et al. 2005, VizieR Online Data Catalog, 1297, 0

Zhang, Z. H., Pokorny, R. S., Jones, H. R. A., et al. 2009, *A&A*, 497, 619

Zuckerman, B., & Song, I. 2004, *ARA&A*, 42, 685

Chapitre 3

DISCOVERY OF A WIDE PLANETARY-MASS COMPANION TO THE YOUNG M3 STAR GU Psc

Marie-Eve Naud^{1*}, Étienne Artigau¹, Lison Malo¹, Loïc Albert¹, René Doyon¹, David Lafrenière¹, Jonathan Gagné¹, Didier Saumon², Caroline V. Morley³, France Allard⁴, Derek Homeier⁴, Charles A. Beichman⁵, Christopher R. Gelino^{5,6}, and Anne Boucher¹.

¹*Département de physique and Observatoire du Mont-Mégantic, Université de Montréal, Montréal H3C 3J7, Canada*

²*Los Alamos National Laboratory, Los Alamos, NM 87545, USA*

³*Department of Astronomy and Astrophysics, University of California, Santa Cruz, CA 95064, USA*

⁴*Centre de Recherche Astrophysique de Lyon, UMR 5574 CNRS, Université de Lyon, École Normale Supérieure de Lyon, 46 Allée d'Italie, F-69364 Lyon Cedex 07, France*

⁵*Infrared Processing and Analysis Center, MS 100-22, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91125, USA*

⁶*NASA Exoplanet Science Institute, California Institute of Technology, Pasadena, CA 91125, USA*

Received 2014; accepted 2014; published 2014

Publié dans *The Astrophysical Journal*

20 mai 2014, Volume : 787:5

Reproduit avec la permission de l'AAS

3.1 Abstract

We present the discovery of a co-moving planetary-mass companion $\sim 42''$ (~ 2000 AU) from a young M3 star, GU Psc, likely member of the young AB Doradus Moving Group (ABDMG). The companion was first identified via its distinctively red $i-z$ color (> 3.5) through a survey made with Gemini-S/GMOS. Follow-up Canada–France–Hawaii Telescope/WIRCcam near-infrared (NIR) imaging, Gemini-N/GNIRS NIR spectroscopy and *Wide-field Infrared Survey Explorer* photometry indicate a spectral type of $T3.5 \pm 1$ and reveal signs of low gravity which we attribute to youth. Keck/Adaptive Optics NIR observations did not resolve the companion as a binary. A comparison with atmosphere models indicates $T_{\text{eff}} = 1000\text{--}1100$ K and $\log g = 4.5\text{--}5.0$. Based on evolution models, this temperature corresponds to a mass of $9\text{--}13 M_{\text{Jup}}$ for the age of ABDMG (70–130 Myr). The relatively well-constrained age of this companion and its very large angular separation to its host star will allow its thorough characterization and will make it a valuable comparison for planetary-mass companions that will be uncovered by forthcoming planet-finder instruments such as Gemini Planet Imager and SPHERE.

Keywords: planetary systems – planets and satellites: detection – stars: individual (GU Psc) – stars: low-mass – stars: imaging – infrared: planetary systems

3.2 Introduction

Of the nearly thousand of exoplanets known so far, the majority ($> 90\%$) were detected through the radial velocity and the transit methods¹. The sample is thus biased toward planets at relatively small orbital separations of a few astronomical units or less. Direct imaging complements these methods by finding the most massive planets at large orbital separations. Most of the directly imaged planets known today (e.g., HR8799bcde, Marois et al. 2008, 2010; β Pictoris b, Lagrange et al. 2009; 1RXS J1609-2105b, Lafrenière et al. 2008, 2010; GJ 504 b, Kuzuhara et al. 2013; HD 95086 b, Rameau et al. 2013a) were found using high-contrast

1. The Extrasolar Planets Encyclopaedia (Schneider et al. 2011), exoplanet.eu.

imaging techniques and Adaptive Optics (AO).

The recent discoveries of low-mass companions at very large orbital separations through seeing-limited imaging came somewhat as a surprise and provided new constraints to formation models. For example, Ross 458(AB) c is a late T dwarf located 1100 AU ($102''$) from its parent pair of M dwarfs (Goldman et al. 2010). Its estimated mass is below the deuterium-burning limit ($\sim 13 M_{\text{Jup}}$; Spiegel et al. 2011), a criteria commonly used as the delineation between planets and brown dwarfs. HN Peg b is a more massive ($22 \pm 9 M_{\text{Jup}}$) T2 companion located 795 AU ($43''.2$) from a G dwarf of 0.3 ± 0.2 Gyr (Luhman et al. 2007). The planetary-mass companion to the young (8–20 Myr) brown dwarf 2MASS J12073346-3932539 (2M1207 hereafter; Gizis 2002; Chauvin et al. 2004; Ducourant et al. 2008) could also be added as an example. For a more complete list, see Neuhäuser & Schmidt (2012).

The wide orbital distances of these companions preclude in situ formation in a protoplanetary disk, which is normally expected for planets. They could have been ejected at this distance through dynamical interactions, or formed like brown dwarfs and stars through collapse and fragmentation of a molecular cloud core. These distant objects are not only easier to detect but also easier to study spectroscopically. They thus constitute excellent proxies to improve atmospheric models and better understand closer-in companions found with AO. For example, the study of Ross 458 (AB) c (Burningham et al. 2011; Burgasser et al. 2010) suggested that condensate opacity plays a role in the spectra of late T dwarfs and showed that including them allows a better determination of the physical parameters of these objects. Such a detailed spectroscopic characterization is very challenging for planetary-mass companion found very close to their parent star (e.g., HR8799b and c; Barman et al. 2011; Konopacky et al. 2013).

Young stars are really interesting for direct imaging because their planets, still contracting, are hotter and more luminous than their older counterpart and thus are easier to detect. In the solar neighborhood, young stars are often found in young moving groups and associations (Zuckerman & Song 2004). These groups of stars share a common origin and thus have similar positions and space motions in the Galaxy. Since the determination of the mass of directly imaged companions relies on the use of evolutionary models, these young association members,

with their constrained age, are prime targets for direct imaging investigation. The lower-mass members of those groups are great targets for imaging, their faint luminosity results in a higher contrast for a planet of a given mass.

In 2011, we initiated a survey with Gemini-South/GMOS (Hook et al. 2004) to search for low-mass companions via their distinctively red i - z colors around candidate members of nearby young (< 150 Myr) associations (Naud et al., in preparation). The 91 targets of this survey are low-mass stars (K5–M5) that were recently identified as likely members of nearby young moving groups by Malo et al. (2013) through a novel Bayesian analysis. This survey allowed to search for companion $\gtrsim 8 M_{\text{Jup}}$ at separations ranging from ~ 300 to 5000 AU. One single candidate companion was identified, around GU Pisces (hereafter GU Psc), an $M3 \pm 0.5$ star candidate member of the young AB Doradus Moving Group (ABDMG; Zuckerman et al. 2004, 2011).

In this paper, we present new observations of both the host star, GU Psc, and its newly detected companion, showing that they form a bound system, with an age consistent with that of the ABDMG, which suggests, according to evolutionary models, a companion mass below the deuterium-burning limit. In Section 4.3, we present various observations that were carried on the host star, and then on the companion, and explain the reduction of the associated data. In Section 4.4, the physical properties of the host star and of the companion are derived. Finally, in Section 4.6, the stability of this wide pair and plausible formation scenarios are briefly discussed, and the interest of the companion as a proxy for other, closer-in companions is presented.

3.3 Observation and Data Reduction

All astrometric and photometric measurements for both the host star and the companion are reported in Table 3.1. We present near-infrared (NIR) photometry in the Mauna Kea Observatory system (MKO; Simons & Tokunaga 2002; Tokunaga & Vacca 2005) unless stated otherwise.

TABLE 3.1 Properties of the GU Psc System

Property	GU Psc	GU Psc b
Spectral type	M3 ± 0.5 ^a	T3.5 ± 1
Age		100 ± 30 Myr ^b
Distance		48 ± 5 pc ^c
Ang. sep.		41.97 ± 0'.03 ^d
Proj. phys. sep.		2000 ± 200 AU
R.A. (J2000) (h m s)	01 12 35.04	01 12 36.48 ^d
Decl. (J2000) (d m s)	+17 03 55.7	+17 04 31.8 ^d
$\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta$ (mas yr ⁻¹)	90 ± 6, -102 ± 6 ^e	98 ± 15, -92 ± 15 ^f
<i>B</i> (mag)	15.30 ^g	
<i>V</i> (mag)	13.55 ^h	
<i>R</i> (mag)	12.92 ^g	
<i>u'</i> (mag)	17.347 ± 0.011 ⁱ	
<i>g'</i> (mag)	15.499 ± 0.005 ⁱ	
<i>r'</i> (mag)	13.650 ± 0.003 ⁱ	
<i>i'</i> (mag)	12.408 ± 0.001 ⁱ	
<i>z'</i> (mag)	12.786 ± 0.014 ⁱ	
<i>I_C</i> (mag)	11.65 ± 0.13 ^j	
<i>i_{AB}</i> (mag)		> 25.28 (3 σ) ^k
<i>z_{AB}</i> (mag)		21.75 ± 0.07 ^d
<i>Y</i> (mag)		19.4 ± 0.05 ^l
<i>J</i> (mag)	10.211 ± 0.022 ^m	18.12 ± 0.03 ⁿ
		18.15 ± 0.04 (2011/10) ^l
		18.11 ± 0.03 (2011/12) ^l
		18.10 ± 0.03 (2012/09) ^l
<i>H</i> (mag)	9.598 ± 0.022 ^m	17.70 ± 0.03 ^l
<i>K_s</i> (mag)	9.345 ± 0.015 ^m	17.40 ± 0.03 ^l
<i>W1</i> (mag)	9.241 ± 0.022 ^o	17.17 ± 0.33 ^p
<i>W2</i> (mag)	9.130 ± 0.020 ^o	15.41 ± 0.22 ^p
<i>W3</i> (mag)	9.007 ± 0.030 ^o	> 12.396 ^q
<i>W4</i> (mag)	> 8.659 ^q	> 8.505 ^q
<i>HR1</i> ^r	-0.17 ± 0.24	
X-ray counts ^r (sec ⁻¹)	(6.6 ± 1.7) × 10 ⁻²	

Notes

- ^a Determined with the TiO5 index (Riaz et al. 2006).
- ^b As a candidate member of ABDMG (see Section 3.4.1.1).
- ^c Statistical distance in ABDMG from Bayesian analysis (see Section 3.4.1.1).
- ^d Measured on GMOS *z*-band image.
- ^e Average of PPMXL (Roeser et al. 2010), PPMX (Roeser et al. 2008), PM2000 (Ducourant et al. 2006), SDSS 9 (Ahn et al. 2012) and SUPERBLINK (Schlieder et al. 2012).
- ^f Measured on WIRCam *J*-band images (Oct. 2011 & Sept. 2012).
- ^g From the USNO Catalog (Monet et al. 2003).
- ^h From SuperWASP (Norton et al. 2007).
- ⁱ From SDSS Photometric Catalog, DR9 (Ahn et al. 2012). Corresponds roughly to AB mag, except for *u'* = *u_{AB}*+0.04 and *z'* = *z_{AB}*-0.02, according to www.sdss.org/DR7/algorithms/fluxcal.html.
- ^j From L. Malo et al., submitted, considering *i'* from UCAC 4 catalog (APASS).
- ^k From the non detection in the 2nd epoch GMOS *i*-band image.
- ^l Measured in WIRCam observations.
- ^m From 2MASS (Cutri et al. 2003).
- ⁿ Average of the 3 epochs WIRCam observations.
- ^p *WISE* All-Sky data Release (Cutri et al. 2012).
- ^q Computed from *WISE* images (see Section 3.3.2.3).
- ^r *WISE* 95% confidence upper limit.
- ^s From ROSAT All-Sky Bright Source Catalogue (Voges et al. 1999).

3.3.1 The Host Star, GU Psc

3.3.1.1 High-resolution Spectroscopy

High-resolution optical spectroscopy was obtained with ESPaDOnS (Donati et al. 2006) at the Canada–France–Hawaii Telescope (CFHT). The data were reduced by the CFHT queue service observing team using the pipeline UPENA 1.0, that uses the Libre-ESpRIT software (Donati et al. 1997). The resulting spectrum goes from $0.37 \mu\text{m}$ to $1.05 \mu\text{m}$ (40 grating orders) with $R \sim 68,000$.

High-resolution spectroscopy was also acquired for GU Psc with two different instruments in the NIR with the specific goal of measuring its precise radial velocity. With CRIRES on the Very Large Telescope (VLT; Kaeufl et al. 2004), the $0''.4$ -wide slit was used in an order centered on $1.555 \mu\text{m}$ for a resulting $R \sim 50,000$. With PHOENIX on Gemini-South (Hinkle et al. 2003), we used the $0''.34$ slit with the 1.547 – $1.568 \mu\text{m}$ blocking filter and obtained a resolving power of $R \sim 52,000$. The NIR spectroscopic data were reduced using standard procedures with a custom IDL pipeline.

3.3.1.2 Near-infrared Medium-resolution Spectroscopy

A $0.8 - 2.4 \mu\text{m}$ NIR spectrum of the primary was also obtained with SpeX, the medium-resolution spectrograph and imager at NASA InfraRed Telescope Facility (Rayner et al. 2003), using the cross-dispersing mode with the $0''.8$ slit, under good seeing conditions ($\sim 1''$). The reduction was done using SpeXtool (Cushing et al. 2004; Vacca et al. 2003), and telluric absorption was corrected with the A3 spectroscopic standard star HIP 5310. It was then flux-calibrated by adjusting the $J - H$ and $J - K_s$ synthetic colors with the Two Micron All Sky Survey (2MASS) photometry.

3.3.1.3 High-contrast Imaging

GU Psc was observed with NICI, the high-contrast imager on Gemini-South (Ftaclas et al. 2003; Chun et al. 2008), as part of a survey to find closer-in companion (M.-E. Naud et al., in preparation). It was observed twice (2011 October 21 and 2012 September 1) in two narrowband filters around $1.6 \mu\text{m}$ (CH₄H 4% S centered at $1.578 \mu\text{m}$ and the CH₄H 4%

L at $1.652\ \mu\text{m}$). Each observing sequence is composed of 35 exposures of $3\ \text{coadd} \times 20.14\ \text{s}$, taken with the $0''.32$ focal plane mask. The reduction was carried using the method detailed in Artigau et al. (2008).

3.3.2 The Companion, GU Psc b

3.3.2.1 Far-red Optical Photometry

The companion was originally identified as part of a survey of young low-mass stars with Gemini-South/GMOS imaging in i and z bands (Naud et al., in preparation). The original three 300 s exposures in i and three 200 s exposures in z were taken on 2011 September 22 (see Figure 3.1). The custom data reduction procedure included overscan and fringe subtraction and flat-field correction. Astrometry was anchored to the USNO-B1 catalog. The images were median combined and the magnitude zero point was determined through a cross-match with the Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Among the 91-star sample of the survey, GU Psc’s companion was the only credible candidate found for separations ranging between $5''$ and $10''$ (depending on the primary’s brightness) and the edge of the GMOS $5'.5$ field of view (FoV). It was detected in the z -band image, but not in the i band. Follow-up observations with the same instrument and observational setup were made on 2011 October 18 to obtain a deeper i -band image: five 300 s i -band images were taken, as well as an additional 200 s z -band image. The z -band photometry was consistent with that of the discovery data set, confirming that this object was not a transient or artifact. The new i -band imaging still did not reveal the companion but provided a 3σ upper limit on the flux of $i > 25.28$, indicating a very red $i - z$ color (> 3.53 , 3σ).

3.3.2.2 Near-infrared Photometry and Astrometry

Follow-up NIR photometry was carried at the CFHT with WIRCam (Puget et al. 2004). GU Psc b was first observed in the J band on 2011 October 10 for a total integration time of 14.2 minutes with single exposures of 50 s (see Figure 3.1). The target was centered on the North-East WIRCam detector and observed using a large dither pattern (15 positions or more) with the nominal $60''$ amplitude. The images were preprocessed by the IDL Interpreter

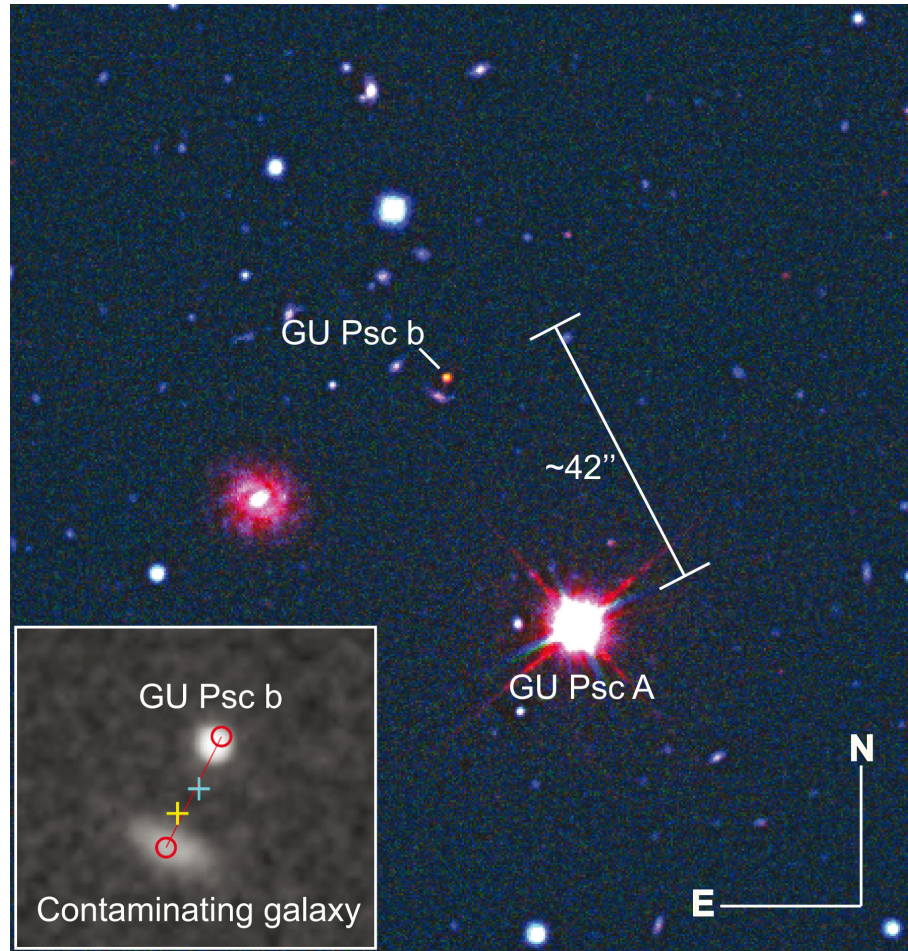


FIGURE 3.1 Main: composite Gemini-South/GMOS i (blue), z (green), and CFHT/WIRCam J (red) image of GU Psc and its companion. As expected for a substellar object, GU Psc b is much redder in these bands than field stars and most background galaxies. Inset: close-up on GU Psc b and the galaxy located $\sim 3''$ south east from it. The two red circles illustrate their positions at the epoch of the *WISE* observations, overlaid on a WIRCam K_s -band image that shows both objects distinctively (a slight mismatch can be seen in the position of GU Psc b since the WIRCam image was taken about 2 yr after *WISE* observations). The plus signs give the position of the flux barycenter in $W1$ (yellow sign, closer to the contaminating galaxy) and in $W2$ (blue sign, closer to GU Psc b) fluxes in *WISE* images; each symbol's size corresponds to the position uncertainty in that bandpass.

of WIRCam Images (‘Iwi)² which performs the dark subtraction, flat fielding, bad pixel masking, and sky subtraction. The final stacks were produced with SExtractor, SCAMP, and SWarp (Bertin & Arnouts 1996; Bertin 2006; Bertin et al. 2002) and the zero point was determined using color-corrected 2MASS photometry converted to the MKO system with Leggett et al. (2006) color transformations.

NIR photometry follow-up was also made on 2011 November 5 at the 1.6 m telescope of the Observatoire du Mont-Mégantic, with the NIR camera CPAPIR (Artigau et al. 2004) in queue mode (Artigau et al. 2010). A set of 270 K_s band images, each with two 10.1 s coadds were taken for a total exposure time of 91 minutes. A standard image processing (same pipeline as described in Artigau et al. 2011) was performed and yielded $K_s = 17.10 \pm 0.15$ for the object. The resulting K_s -band versus *Wide-field Infrared Survey Explorer* (*WISE*) colors (see the following section, Section 3.3.2.3) suggested a T dwarf spectral type and prompted both additional photometric observations at the CFHT/WIRCam and spectroscopic follow-up with Gemini-North/GNIRS.

The second and third epoch of photometry with WIRCam in J were thus acquired on 2011 December 26, 28, and 29 and on 2012 September 7. Images in Y , H , and K_s were also acquired on 2012 September 7. The observation strategy was the same as the one explained above, with total integration times of 45.8 and 30.4 minutes, respectively, in the two J -band epochs and 30.4, 19.0 and 8.3 minutes for the Y , H and K_s stacks, respectively. Single exposures were 150 s, 50 s, 15 s, and 25 s for Y , J , H , and K_s , respectively. The Y -band zero point was determined through the observation of a spectrophotometric standard. The 2011 October and 2012 September J -band images allowed precise multi-epoch astrometric measurements: a linear astrometric solution was determined for each based on the 2MASS point source catalog (Cutri et al. 2003).

3.3.2.3 WISE Photometry

In the *WISE* All-Sky Source Catalog³ (Cutri et al. 2012), there is a source detected at the position of the companion with $W1 = 15.818 \pm 0.064$ and $W2 = 15.039 \pm 0.120$. However,

2. www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Imaging/WIRCam/IwiVersion1Doc.html

3. Available at wise2.ipac.caltech.edu/docs/release/allsky.

the WIRCam, GMOS, and CPAPIR images also show a faint extended object, most likely an edge-on spiral galaxy, $\sim 3''$ south east of GU Psc b. The inset of Figure 3.1 shows the position of GU Psc b and of the galaxy at the epoch of the *WISE* measurements (red circles), overlaid on the WIRCam K_s -band image. The position of GU Psc b was deduced from WIRCam images and the proper motion in Table 3.1. The yellow and cyan plus signs show the *WISE* $W1$ and $W2$ fluxes barycenters, respectively. They both fall within 1σ on the line joining GU Psc b and the interloping galaxy, which confirms that the *WISE* photometry is a blend of the two objects. The position along the line allows one to derive the relative contribution of each object to the blended flux of the catalog. The galaxy contributes $71\% \pm 10\%$ of the $W1$ flux and $46\% \pm 10\%$ of the $W2$ flux. The resulting photometry for GU Psc b, listed in Table 3.1, is overall consistent with mid-T photometry for field objects (e.g., Kirkpatrick et al. 2011; Dupuy & Liu 2012).

3.3.2.4 Near-infrared Spectroscopy

The spectrograph GNIRS on Gemini-North was used in its cross-dispersed mode to obtain a NIR 0.9–2.4 μm spectrum with a resolving power of $R \sim 800$. We used the $0''.675$ slit, the short ($0''.15 \text{ pixel}^{-1}$) camera and the 31.71 mm^{-1} grating. The target observations, acquired on 2012 November 14, were followed by the observation of an A0 spectroscopic standard star (HIP13917) to calibrate the flux and correct for telluric absorption lines. A total of 50 minutes of observation was taken, subdivided in ten 300 s exposures. The reduction was carried with the pipeline presented in Delorme et al. (2008) and Albert et al. (2011). Wavelength calibration was made using bright OH sky lines (Rousselot et al. 2000). To perform the flux calibration, the spectrum was integrated over the WIRCam Y , J , H , and K_s bandpasses, respectively⁴. For each filter, we then evaluated the factor by which one must multiply the integrated flux to get the WIRCam photometric measurements. A linear fit of the factors was used to rectify every wavelength of the spectrum. The calibrated spectrum is shown in Figures 3.6, 3.8, and 3.9, along with photometric points outside the range covered by the spectrum (z , $W1$, and $W2$).

4. Using the transmission curves available at www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Filters/wircam.html.

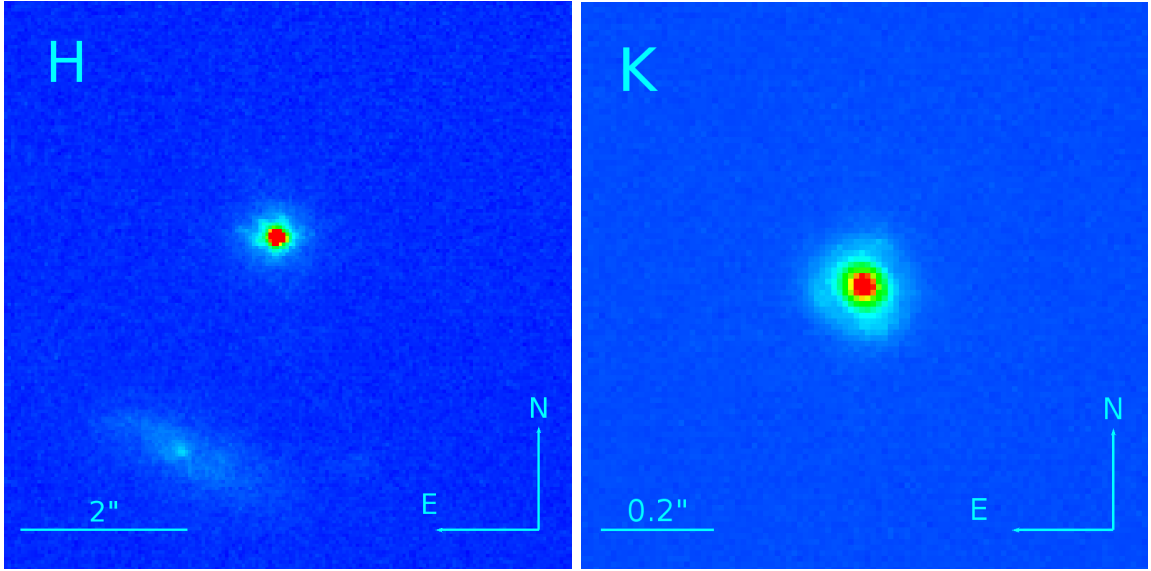


FIGURE 3.2 LGS AO H - and K -band images of the GU Psc b. Left: the H -band image shown is $6''.8$ wide, the galaxy present in the inset of Figure 3.1 can be seen in the lower left corner. Right: the K -band image shown here is $\sim 1''.7$ on a side. There is no other point source detected in the FOV ($10''.2 \times 10''.2$).

3.3.2.5 High-resolution Near-infrared Imaging

On 2013 November 19, we used the sodium Laser Guide Star (LGS) AO system of the Keck II Telescope (Wizinowich et al. 2006; van Dam et al. 2006), located on the summit of Mauna Kea, in Hawaii, to verify if the companion is a resolved binary. The LGS constitutes the reference wavefront for the AO correction, and the tip-tilt was monitored using the close ($26''.4$ away) star SDSS J011237.05+170456.9 ($r_{AB} = 15.742 \pm 0.004$; SDSS DR 9; Ahn et al. 2012). We used the near-infrared camera NIRC2 in its narrow mode (FoV $10'' \times 10''$, pixel scale of $9.942 \text{ mas pixel}^{-1}$) for the K -band images and in its wide mode (FoV $40'' \times 40''$, pixel scale of $39.686 \text{ mas pixel}^{-1}$) for the H -band images. We obtained 12 images of two coadditions of 60 s in K band, for a total integration time of 24 minutes, and nine images of four coadditions of 30 s in H band, for a total integration time of 18 minutes. The images were obtained using a three-point dither pattern that avoided the noisy quadrant in the lower-left portion of the array. The positional offset between images varied between $1''.5$ and $3''$. Conditions were photometric during the observation. Standard reduction techniques were used: images were divided by the dome flat and a median sky image constructed from all the observations of the

night was subtracted. Then every image was shifted and stacked to produce a final image in each band (see Figure 3.2).

3.4 Results

3.4.1 Physical Properties of the Host Star

3.4.1.1 GU Psc: A Young Low-mass Star Candidate Member of the AB Doradus Moving Group

GU Psc was originally identified as a highly probable M dwarf by Zickgraf et al. (2003). Then, Riaz et al. (2006) identified it as an $M3 \pm 0.5$ using the TiO5 index (Reid et al. 1995) and obtained a visible spectrum that allowed the measurement of its $H\alpha$ emission line equivalent width (EW), which is a proxy for its chromospheric activity, and thus youth.

Through Bayesian inference, GU Psc was then identified by Malo et al. (2013) as a highly probable (98%) member of the ABDMG. The Bayesian analysis makes use of a priori knowledge of known associations (Galactic position, space velocity, and $I_C - J$ absolute photometry) and compares these properties with observables of a given candidate (sky position, proper motion, and I_C and J apparent magnitudes). The analysis gives as an output the membership probability of the star for every association considered as well as the probability that it is a field star unrelated to these associations. It also gives the most probable radial velocity the candidate should have if it were a true member of a given association (accurate to a few km s^{-1}) and the most probable statistical distance d_s it would have. Malo et al. (2013) showed that this statistical distance agrees with the trigonometric distance within $\sim 10\%$ for bona fide members of the associations. For GU Psc, using the average proper motion shown in Table 3.1, they derived $d_s = 48 \pm 5$ pc, which is the value we adopt for the distance hereafter and predicted a $v_{\text{rad}} = -1.5 \pm 1.9$ km s^{-1} . Using any of the proper motion measurements available in the literature does not change these results significantly. As part of a comprehensive radial velocity follow-up program (L. Malo et al., submitted), multi-epoch radial velocity measurements of GU Psc through NIR and optical spectroscopy were secured.

The results, summarized in Table 3.2, yield a weighted average radial velocity of $\langle v_{\text{rad}} \rangle =$

$-1.6 \pm 0.4 \text{ km s}^{-1}$, in excellent agreement with the predicted radial velocity for membership in ABDMG. Adding the radial velocity observable to the Bayesian analysis yields an increased membership probability of 99.9% for ABDMG. These observations also show that GU Psc is a relatively fast rotator with a $v \sin i$ of 23 km s^{-1} .

Note that, as mentioned in Gagné et al. (2014), the probabilities mentioned here should not be interpreted as absolute. Even though any given star is a priori less likely to belong to a given association than to the field (there are much less stars in the association than in the field), the precise values of these prior probabilities are very uncertain so all hypotheses are considered as equally likely in the analysis of Malo et al. (2013). They estimate that for the candidates of ABDMG with a membership probability over 90%, the contamination rate (false positive) is about 14%.

We also used the analysis of Gagné et al. (2014) to evaluate GU Psc's membership. This analysis differs from that of Malo et al. (2013) in two major aspects. First, it uses a different method to outline the three-dimensional regions covered by the bona fide members of an association in the Galactic position space X, Y, Z and in the Galactic velocity space U, V, W . While Malo et al. (2013) uses ellipsoids with the three axes aligned on the Galactic coordinate system, Gagné et al. (2014) use a more realistic approach where the ellipsoids can be aligned in any direction. Second, Gagné et al. (2014) uses the knowledge of the distance of known members of a given association as an additional prior on the plausible distance that a candidate can have. In agreement with Malo et al. (2013), this analysis points toward a membership in ABDMG for GU Psc, albeit with a smaller probability (88%). It finds a compatible statistical distance of $47 \pm 5 \text{ pc}$ and a very similar predicted radial velocity ($-1.8 \pm 2.0 \text{ km s}^{-1}$). It also yields a non-negligible probability of 12% for the membership in the younger (12–22 Myr) β Pictoris Moving Group (β PMG), associated with a smaller statistical distance, $d_s = 32 \pm 3 \text{ pc}$.

Thus, both analyses suggest that GU Psc is a member of a young association, either ABDMG or β PMG, with a much higher probability for the former.

TABLE 3.2 Radial Velocity and Projected Rotational Velocity of GU Psc A

	Date	v_{rad} (km s^{-1})	$v \sin i$ (km s^{-1})	Note
Measured	2010 Nov 19	0.4 ± 1.2	25.4 ± 2.6	a
	2012 Jul 11	-1.8 ± 0.7	23.1 ± 2.3	b
	2013 Jul 21	-1.7 ± 0.7	24.1 ± 2.3	b
	2012 Jan 6	-1.6 ± 0.3	22.5 ± 0.9	c
	Average	-1.6 ± 0.4	23.0 ± 1.4	d
Predicted		-1.5 ± 1.9^e		

Notes

- ^a Gemini-S/PHOENIX NIR spectroscopy.
- ^b VLT/CRIRES NIR spectroscopy.
- ^c ESPaDOnS/CFHT optical spectroscopy.
- ^d Weighted average of the 4 measures.
- ^e Bayesian analysis (Malo et al. 2013).

3.4.1.2 The Age of the AB Doradus Moving Group

The age of ABDMG, first identified as a moving group by Zuckerman et al. (2004), is subject to debates. The comparative analysis of ABDMG and the open cluster IC 2391 in an M_V versus $V - K$ color–magnitude diagram led Luhman et al. (2005) to derive an age between 75 and 150 Myr, roughly coeval with the Pleiades (for which they adopted an age of 100–125 Myr). Using an M_I versus $V - I$ diagram and the lithium EW, Lopez Santiago et al. (2006) formulated the hypothesis that the group could be composed of two subgroups: one younger (30–50 Myr) and one older (80–120 Myr). The Li EW was also used in two other studies to deduce a lower limit on the age of 45 Myr (Mentuch et al. 2008) and an age of 70 Myr (da Silva et al. 2009). Recently, Barenfeld et al. (2013) studied the kinematics and the abundance of 10 different elements in 10 members of the “stream” (i.e., stars that are not among the nine stars considered as the “nucleus” by Zuckerman et al. 2004) and pointed out that many stars traditionally associated with ABDMG do not have a similar chemical composition and/or were not likely formed at the same position as the ABDMG nucleus. They concluded that the remaining members are at least 110 Myr, based on the fact that the group still has zero-age main sequence K stars members. Considering all these studies, we adopt a conservative age of 100 ± 30 Myr for ABDMG as a whole.

3.4.1.3 Youth Indicators

To better constrain the age of GU Psc, we consider here other age indicators. Table 3.3 summarizes all the information on the age of the GU Psc system.

Over time, the coronal activity that is induced by magnetic field is reduced, which causes the X-ray emission to decrease (Preibisch & Feigelson 2005). Using GU Psc’s X-ray count rate and hardness ratio (HR1) measured by *ROSAT* (Voges et al. 1999; see Table 3.1) in the relation given in Schmitt et al. (1995) yields a value of $4.90 \times 10^{-13} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ for the X-ray flux, thus an X-ray luminosity of $\log L_X = 29.1 \pm 0.3 \text{ erg s}^{-1}$ at $d_s = 48 \pm 5 \text{ pc}$. This X-ray luminosity is very similar to that of single low-mass ABDMG members; if we use a similar procedure to evaluate the $\log L_X$ of the six bona fide M dwarfs members listed in Malo et al. (2013), we obtain $\log L_X = 29.03 \text{ erg s}^{-1}$, with a dispersion of 0.07 dex. The X-ray luminosity of GU Psc is also consistent with that of other candidate members of ABDMG, such as the M3.5 star J01225093–2439505 (hereafter 2M0122) that has $\log L_X = 28.7 \pm 0.2 \text{ erg s}^{-1}$ (Bowler et al. 2013), or the M2 star J235133.3+312720, that has a $\log L_X = 29.3 \pm 0.2 \text{ erg s}^{-1}$ (Bowler et al. 2012). GU Psc’s X-ray luminosity is however significantly higher than that of field stars of similar mass. For example, the $\log L_X$ of the 42 single field M dwarfs listed in L. Malo et al. (submitted) has a mean of $\log L_X = 27.6 \text{ erg s}^{-1}$ with a dispersion of 0.5 dex. At the statistical distance for the β PMG given by Gagné et al. (2014) analysis ($d_s = 32 \pm 3 \text{ pc}$), GU Psc’s X-ray luminosity would be $\log L_X = 28.8 \pm 0.3 \text{ erg s}^{-1}$, which is also not consistent with that of β PMG members: the mean value computed for the nine single bona fide M dwarfs of the β PMG in Malo et al. (2013) is $\log L_X = 29.63 \text{ erg s}^{-1}$, with a dispersion of 0.16 dex. The X-ray activity thus favors an ABPMG membership and not a β PMG membership.

The reduction of the magnetic activity occurring as the star evolves is also traceable by the diminution of the $\text{H}\alpha$ emission line at 6562.8 \AA . In our visible spectrum (Figure 3.3 a), we measure $EW_{\text{H}\alpha} = -3.96 \text{ \AA}$. According to West et al. (2008), the activity lifetime of an M3 is $2 \pm 0.5 \text{ Gyr}$, thus the presence of $\text{H}\alpha$ in emission implies that GU Psc is likely younger than this. Also, according to the criteria developed in White & Basri (2003), the 10% width of the same $\text{H}\alpha$ emission line ($W10\% = 125 \text{ km s}^{-1}$) is consistent with a star that is non accreting ($W10\% < 270 \text{ km s}^{-1}$), thus older than $\sim 10 \text{ Myr}$ (Barrado y Navascués & Martín

TABLE 3.3 Age Estimate of the GU Psc System

Method	Range of Age Allowed
Bayesian analysis (kinematic & photometry)	ABDMG candidate member (100 ± 30 Myr)
X-ray emission	Similar to ABDMG members
H α emission EW	$< 2 \pm 0.5$ Gyr
H α emission W10%	> 10 Myr
No infrared excess	> 10 Myr
Li absorption absent	> 22 Myr
Rotation period	If $M_\star > 0.35 M_\odot$, < 650 Myr If $M_\star < 0.35 M_\odot$, no constraint
Adopted	100 ± 30 Myr

2003). This lower limit is also consistent with the fact that no disk is seen in the form of a mid-infrared excess. Indeed, when the J , H , K_s bands are fitted with a model spectrum (BT-Settl AGSS2009; Allard et al. 2012), the *WISE* photometry in the four bands falls directly on the model spectral energy distribution (SED). These three indicators are consistent with a membership in either ABDMG or β PMG.

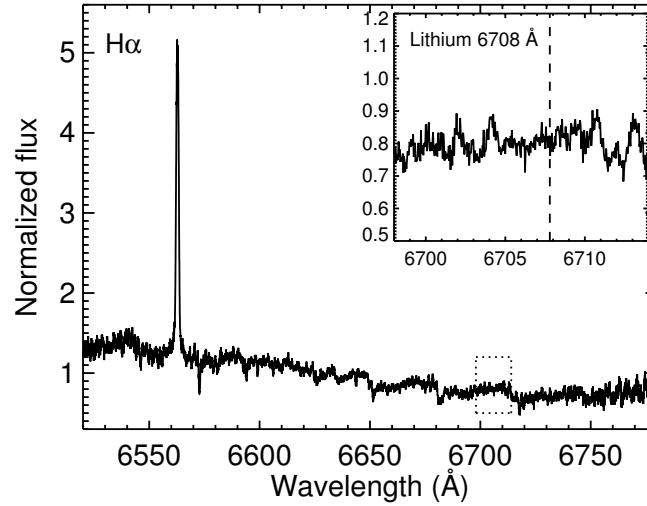


FIGURE 3.3 Host star ESPaDOnS optical spectrum between 6520 \AA and 6780 \AA . The H α emission line at 6562.8 \AA is clearly seen. The equivalent width of the band is -3.96 \AA . The 6708 \AA lithium absorption line is however not detected, we measure a 3σ upper limit of $EW_{\text{Li}} \lesssim 18 \text{ m\AA}$.

The absence of the lithium absorption line at 6708 \AA in the optical spectrum of GU Psc ($EW_{\text{Li}} \lesssim 18 \text{ m\AA}$, 3σ ; see Figure 3.3 b) also yields a minimum age for GU Psc. Indeed, the

early M members of ABDMG show lithium measurements compatible with this upper limit (Mentuch et al. 2008; Yee & Jensen 2010). Our upper limit is also compatible with the wide range of lithium absorption that the low-mass stars show at the younger age (12–22 Myr) of β PMG, which varies from an upper limit of a few tenths of $\text{m}\text{\AA}$ up to $\sim 500 \text{m}\text{\AA}$ (Mentuch et al. 2008; Binks & Jeffries 2013). Indeed, Figure 5 of Mentuch et al. (2008) shows that the youngest association for which early M stars show little or no lithium is β PMG; there is no early M star with $\text{EW}_{\text{Li}} \lesssim 350 \text{\AA}$ in the TW Hydrae Association (TWA) nor in the η Chamaelontis Cluster, which are both $\lesssim 20$ Myr (e.g., Fernández et al. 2008). We can thus estimate that GU Psc is likely older than ~ 22 Myr.

For an object with a mass above the fully convective limit ($\gtrsim 0.35 M_{\odot}$, Chabrier & Baraffe 1997), the rotation rate increases as the star contracts toward the main sequence, reaches a plateau at an age comparable to that of ABDMG, and then slows down due to various interactions (Sills et al. 2000). The rotation period can thus help to constrain the age. According to the SuperWASP photometric survey, GU Psc is a variable star with a 1.0362 ± 0.0005 day period (Norton et al. 2007). That could be indicative of a relatively fast rotator, which is also suggested by its relatively large $v \sin i$ of 23 km s^{-1} . If GU Psc is not fully convective ($> 0.35 M_{\odot}$), the ~ 1 day rotation period suggests an upper limit on the age of ~ 650 Myr (see Figure 12 in Irwin et al. 2011). With the $I_C - J$ listed in Table 3.1 and the age of ABDMG (100 ± 30 Myr), GU Psc’s mass M_{\star} is estimated to be between 0.30 and $0.35 M_{\odot}$ (using the models of Baraffe et al. 1998), which is very close to the limit for a star to be fully convective. Without a parallax, it is challenging to determine whether or not GU Psc has a fully convective structure. If GU Psc is fully convective, the upper limit of the age we can set using the rotation period is much greater, since the spin-down time of fully convective objects is very long (> 5 Gyr; Irwin et al. 2011).

It is interesting that HIP17695, the only single bona fide member of ABDMG with a spectral type similar to GU Psc (M2.5; Malo et al. 2013), has a $v \sin i$ (18 km s^{-1} ; da Silva et al. 2009) and rotation period ($P_{\text{rot}} = 3.87$ days; Messina et al. 2010) that are close to those of GU Psc. This object is probably at the low-age end of ABDMG (~ 70 Myr), given its X-ray luminosity, $\text{H}\alpha$ and Li EW (Zuckerman et al. 2004).

Considering that the Bayesian analysis favors a membership in ABDMG, and that other youth indicators suggest an age consistent with that association, we adopt hereinafter the age of ABDMG (100 ± 30 Myr) and the associated statistical distance ($d_s = 48 \pm 5$ pc) for GU Psc’s system.

3.4.1.4 Metallicity

We evaluated the metallicity of GU Psc using two metallicity calibrations developed recently, specifically for M dwarfs. One must bear in mind however that these calibrations were developed for field stars and are not necessarily appropriate for young stars. Newton et al. (2014) calibration is based on the Na line at $2.2 \mu\text{m}$. For GU Psc, we obtain $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.10 \pm 0.13$. Mann et al. (2013) improves previous calibrations (notably Terrien et al. 2012 and Rojas-Ayala et al. 2012) and presents metallicity calibrations based on various features in optical and NIR. We obtained $[\text{Fe}/\text{H}]_H = -0.14 \pm 0.09$ with the H -band calibration and $[\text{Fe}/\text{H}]_K = 0.04 \pm 0.08$ with the K -band calibration⁵. While the value derived using the H -band is slightly lower than the others, the ones derived with Mann et al. (2013) and Newton et al. (2014) using K band are consistent, within uncertainties, with each other and with the one derived by Barenfeld et al. (2013) for 10 ABDMG members, $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.02 \pm 0.02$.

3.4.1.5 Constraints on Multiplicity of the Host Star

The high-contrast imaging and high-resolution spectroscopy observations we made on the primary provide strong constraints on the mass ratio and separation of a possible planetary-mass, brown dwarf, or stellar companion (see Figure 3.4).

First, high-resolution spectroscopy shows a single-line profile. Considering the measured projected rotational velocity of GU Psc ($v \sin i \sim 23 \text{ km s}^{-1}$; Table 3.2), this excludes a double-line binary (SB2) with components showing $\Delta v \sin i > 23 \text{ km s}^{-1}$. Second, the multi-epoch radial velocity measurements obtained with ESPaDOnS and CRIRES (Table 3.2) are stable at the km s^{-1} level and consistent with the value predicted for an ABDMG member in GU Psc’s line of sight within $< 1 \text{ km s}^{-1}$, which excludes many cases of single-line binary

5. See the IDL program available online at <https://github.com/awmann/metal>.

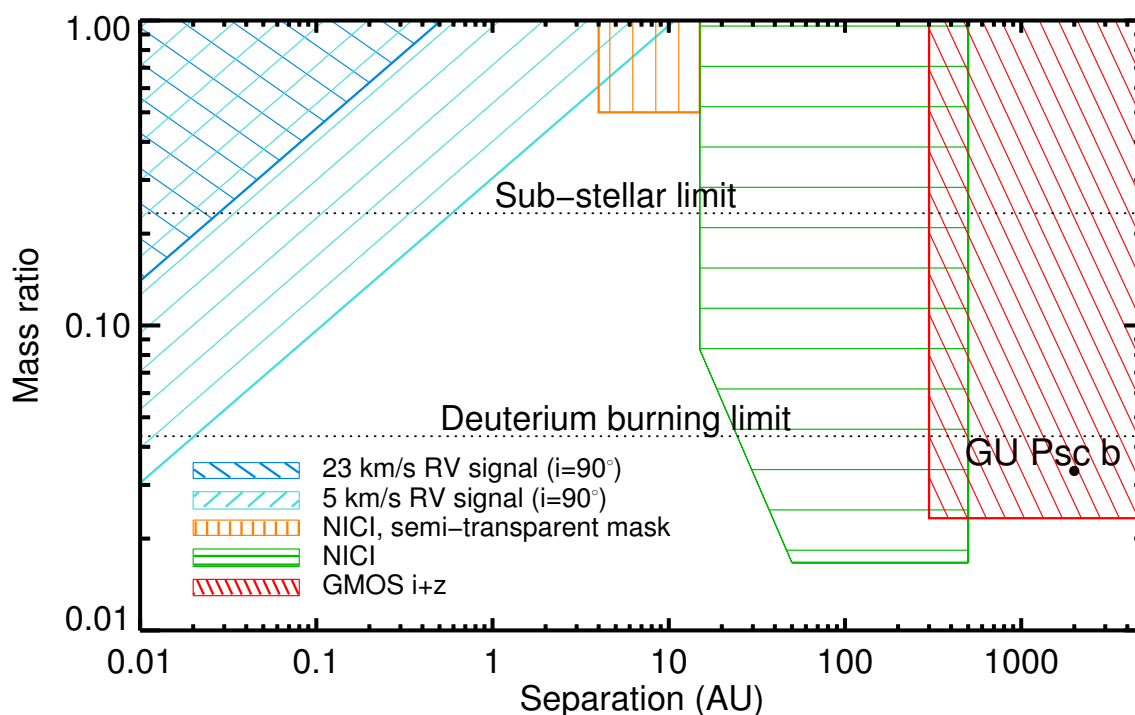


FIGURE 3.4 Constraints on the presence of another companion around GU Psc A. The shape of the rotation-broadened line profile in the CRIRES and ESPADONS spectra exclude the blue region ($v \sin i > 23 \text{ km s}^{-1}$). The multi-epoch radial velocity measurements are stable to within 1 km s^{-1} (see Table 3.2) and match that expected for the ABDMG along the line-of-sight to within 1 km s^{-1} . This conservatively rules out SB1 binaries with a radial velocity semi-amplitude $v \sin i > 5 \text{ km s}^{-1}$ (cyan area). The spectroscopic constraints are shown for systems with inclinations close to edge-on ($i \sim 90^\circ$). At separations between a few AUs and a few hundred of AUs, NICI high-contrast imaging allows ruling out companions, down to the planetary-mass regime for the largest separations (green and orange area). At separations greater than a few hundred AUs, GMOS imaging eliminates the possibility of another companion down to planetary-mass regime (red region).

(SB1). We adopt a conservative upper limit on GU Psc’s radial velocity semi-amplitude of $v \sin i < 5 \text{ km s}^{-1}$, since a larger discrepancy between the measured radial velocity and the one predicted for GU Psc in ABDMG would correspond to a 3σ outlier. Note however that for both spectroscopic constraints ($v \sin i > 23 \text{ km s}^{-1}$ and $v \sin i > 5 \text{ km s}^{-1}$), a near-equal luminosity binary system would not be detected for nearly pole-on geometries. In the case of the second constraint ($v \sin i > 5 \text{ km s}^{-1}$), a companion with the same luminosity as GU Psc would not be detected either. The blue and cyan regions of Figure 3.4 show the mass ratio and separation ranges excluded by these two constraints, respectively, for an orbit orientation of $i \sim 90^\circ$.

At greater separations, no companions (other than GU Psc b) were found through imaging observations with NICI or GMOS. Inside NICI’s semi-transparent mask, which absorbs ~ 6 mag in the central $0''.32$ radius region (15 AU at $d_s = 48$ pc), no object is seen at separations greater than one FWHM of the point-spread function ($0''.08$, or 4 AU), down to a flux ratio of 4 (1.5 mag). The NICI data were taken with the 4% CH_4 on and off filters within the H band; a companion 1.5 mag fainter than GU Psc would have $M_H = 9.3$ which corresponds to a \sim M6 spectral type (Dupuy & Liu 2012) and a temperature 400 K cooler than GU Psc (i.e., respectively ~ 3300 K and ~ 2900 K, the difference being more accurate than the absolute values, see Figure 5 in Rajpurohit et al. 2013). Using the BT-Settl model (AGSS2009, Allard et al. 2012) at an age of 100 Myr, a difference of 400 K for a primary star in the 3000–3500 K range leads to a maximal mass ratio of 32%–54%. The orange region of Figure 3.4 shows the excluded region from this observation, adopting 50% as a conservative upper limit on the mass ratio. NICI imaging beyond the edge of the mask shows no background companion out to a separation of $9''$ (430 AU) at a 5σ contrast of $\Delta H \sim 12$, yielding an upper limit of $M_H \sim 18$, or a mass limit of $\sim 5 M_{\text{Jup}}$ (green region of Figure 3.4). The GMOS imaging has a 5σ z -band limit at 23.2, which translates to a mass limit of $\sim 7 M_{\text{Jup}}$, and, thus, a mass ratio of 2.3% (red region of Figure 3.4).

Malo et al. (2013) mentioned the possibility that GU Psc might be a binary star. Indeed, the absolute magnitude GU Psc assuming $d_s = 48$ pc, $M_J = 6.80$, is about 0.78 mag brighter than the one predicted for a single ABDMG member with GU Psc’s color ($I_C - J = 1.44$;

see the M_J versus $I_C - J$ color-magnitude diagram on Figure 3 in Malo et al. 2013). The magnitude dispersion along the ABDMG empirical sequence for that $I_C - J$ (~ 0.5 mag; Malo et al. 2013) is important. A limited number of bona fide low-mass members are known in this association and there is probably an intrinsic age spread among the members. Thus, this over luminosity may not be significant. If it is, it could be due to an unseen companion, but it could also be attributed to other factors (for example to an important chromospheric activity; Riedel et al. 2011).

In conclusion, the various data sets we obtained pose stringent constraints on the presence of another companion around GU Psc. The near-equal luminosity binary scenario can be virtually excluded at all separations, unless a rather unlikely geometry is invoked, such as a near pole-on geometries for SB1 or SB2 cases or an alignment of a companion behind the star at the time of the high-resolution imaging observations. Besides, there is still a possibility of a stellar companion with a maximum mass of about half that of GU Psc's between 1 and 10 AU or of a brown dwarf companion inward of ~ 10 AU.

3.4.2 Physical Properties of the Companion

3.4.2.1 Proper Motion

Figure 3.5 shows the proper motion of GU Psc and of GU Psc b. For the primary, there are several proper motion measurements reported in the literature (Roeser et al. 2010; Ducourant et al. 2006; Roeser et al. 2008; Ahn et al. 2012; Schlieder et al. 2012). Since these measurements are not independent, we adopt the mean value and use the average uncertainties as the error of the resulting mean: $\mu_\alpha \cos \delta = 90 \pm 6 \text{ mas yr}^{-1}$, $\mu_\delta = -102 \pm 6 \text{ mas yr}^{-1}$. For the companion, we used the two J -band epochs taken at CFHT/WIRCam in 2011 October and 2012 September (11 months apart) and found $\mu_\alpha \cos \delta = 98 \pm 15 \text{ mas yr}^{-1}$, $\mu_\delta = -92 \pm 15 \text{ mas yr}^{-1}$. The figure also shows the proper motions of stars in the WIRCam image field, computed like that of GU Psc b. The companion proper motion is clearly consistent with that of the star and inconsistent with that of the other stars in the field, thus confirming it is gravitationally bound.

This conclusion is strengthened by the fact that the probability of finding an un-associated T dwarf with this proper motion in the vicinity of a young M dwarf is very low. To assess

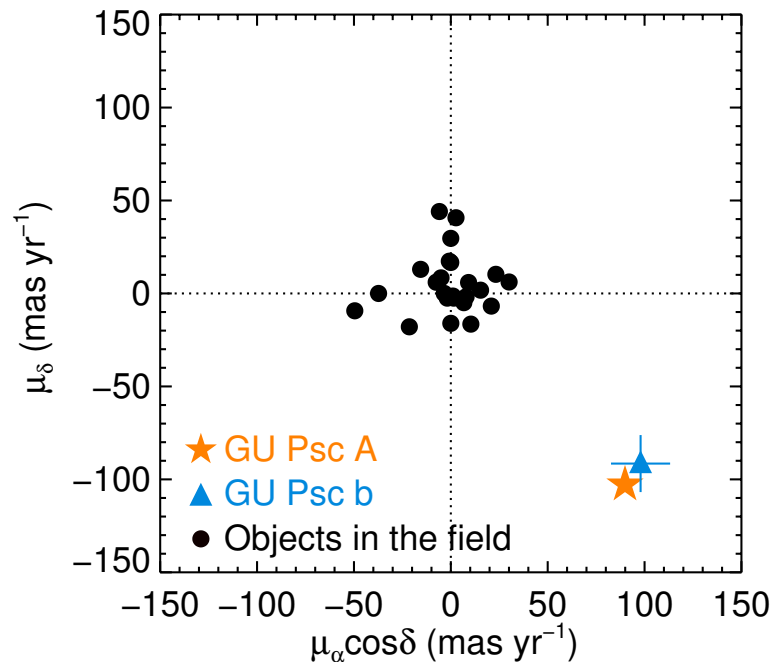


FIGURE 3.5 Proper motion in declination and right ascension for GU Psc A, GU Psc b, and stars in the field computed with the 2011 October and 2012 September J -band WIRCam images. The primary is saturated on these images so a weighted average of the proper motions found in the literature is shown. The uncertainty on GU Psc A proper motion is smaller than the plot symbol.

this probability, we first consider only proper motion. Using the 64 T dwarfs in the Dupuy & Liu (2012) sample (Table 9) that have a parallax and proper motion with errors smaller than 10%, we compute a median sky plane velocity, 35 km s^{-1} , which we assume to be typical of T dwarfs. Assuming an isotropic random Gaussian distribution of velocities, this velocity corresponds to a Gaussian dispersion per coordinate of 30 km s^{-1} , which translates back into a dispersion of 130 mas yr^{-1} at 48 pc. A numerical integration of a two-dimensional Gaussian shows that only $\sim 1.5\%$ of random T dwarfs would match GU Psc’s proper motion at the $< 2\sigma$ level. Then, we consider the sky position. The local density of T0–T5.5 dwarfs is $1.4_{-0.2}^{+0.3} \times 10^{-3} \text{ pc}^{-3}$ (Reylé et al. 2010), there are therefore ~ 730 early T dwarfs within 50 pc of the Sun. Our survey sampled a near-circular field with a $5.5'$ diameter around 91 stars, covering a total area of 0.6 deg^2 or 1.5×10^{-5} of the entire sky. There is thus only a $\sim 1\%$ chance of finding a random single field early-T dwarf with properties comparable to GU Psc b within a GMOS FoV of one survey stars. The combined likelihood of a false positive match in both proper motion and position is therefore of the order of 2×10^{-4} , and it is likely to be much lower as GU Psc and GU Psc b both display signs of youth.

3.4.2.2 Constraints on Multiplicity of the Companion

The H - and K -band observations of the companion made with LGS AO at Keck show only one object. The companion is thus not a resolved binary. The K -band image excludes, at the $>5\sigma$ level, any second object that would have a $\Delta K \lesssim 4$ for separations between $0''.08$ and $10''$ (~ 4 – 480 AU at 48 pc). Using $M_K \sim 14$ for GU Psc b, this ΔK corresponds approximately to a T8 or later, according to the polynomial relations given in Dupuy & Liu (2012). For smaller separations, the K -band observations exclude a companion brighter than a typical T7.5 down to a separation of $0''.04$ ($\sim 2 \text{ AU}$). The wider H -band image does not show any object (besides a few galaxies) down to a ΔH of ~ 3.6 , in a radius between $0''.7$ and the width of the field, $40''$ (~ 30 – 1900 AU at 48 AU). Considering $M_H = 14.3$ for GU Psc b, this excludes a companion earlier than $\sim \text{T7.5}$ in that region.

GU Psc b could still be a very tight binary object, but these observations largely exclude a T5–T6 companion in a wide range of distances and down to the typical separations of T

dwarfs binaries (e.g., SDSS J153417.05+161546.1, a T1.5+T5.5 with a separation of 3.96 AU; Liu et al. 2006, SDSS J102109.69–030420.1, J1021 hereinafter, a T1+T5 with a separation of 5 AU; Burgasser et al. 2006b, or ϵ Indi B ab, a T1+T6 separated by 2.65 AU; McCaughrean et al. 2004).

3.4.2.3 Spectral Type and Spectral Characteristics

Figure 3.6(a) shows the NIR spectrum and $W1$ and $W2$ photometry of GU Psc b compared with other objects. The upper panel of the figure shows the spectral standards T2, T3, and T4. The GU Psc b spectrum was smoothed over eight points to a final resolution of $\lambda/\Delta\lambda \sim 400$ to ease comparison. The spectra are from the L and T dwarf data archive⁶. The T2 and T4 (J125453.90–012247.4, hereafter J1254, and J225418.92+312349.8) are the standards identified in Burgasser et al. (2006). J120602.51+281328.7 was used as the T3 standard instead of J120956.13–100400.8, which was found to be a binary by Liu et al. (2010). All spectra are normalized to their value at the peak of the J band and are offset vertically for clarity.

The global comparison of the SEDs suggests that GU Psc b is of a spectral type between T2 and T4. The absorption of CH_4 in H band is intermediate between that of a T2 and a T4, close to a T3, while the blue side of the H band is better reproduced by the T4 standard. The Y - and J -band flux are also closer to the T4, even though in both cases the side of each peak is slightly underluminous. The K band is not similar to any of the standards and is clearly brighter than the average T3 flux. That is probably explained by the collision-induced absorption (CIA) by H_2 that affects this region of the spectrum; CIA is expected to be reduced for objects with a lower gravity and/or greater metallicity (Saumon et al. 2012). The $W1$ flux is lower for GU Psc b than for any of the standards, and the $W2$ flux is stronger than the T4, closer to the T2.

We used the GU Psc b spectrum to compute the spectral indices defined in Burgasser et al. (2006) and establish the spectral type. The position of the wavelength ranges used and the values derived for the indices are listed in Table 3.4, along with the associated spectral types for the five indices for which a quantitative scale exists. The K/J index defined by Burgasser

6. staff.gemini.edu/~sleggett/LTdata.html

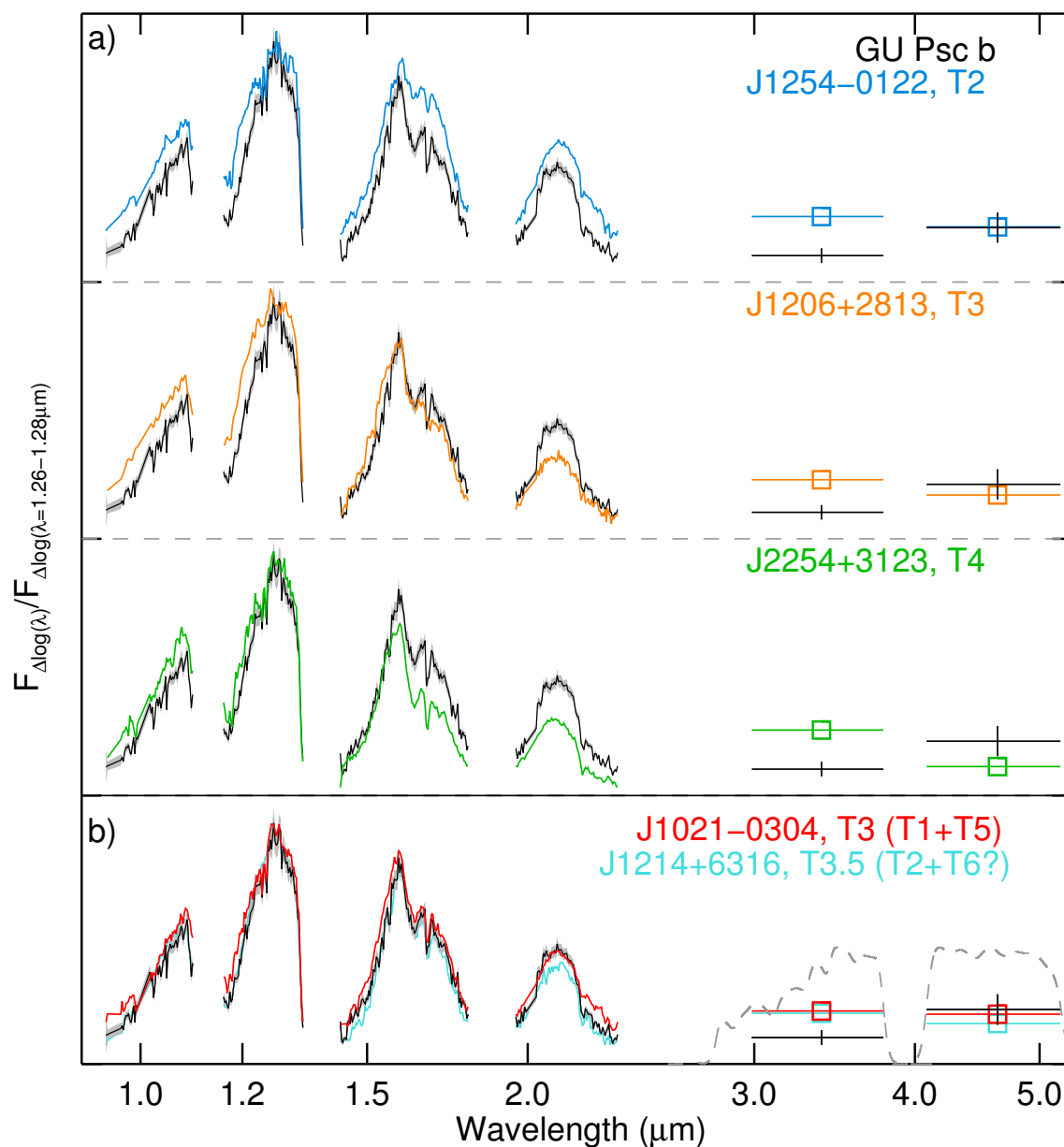


FIGURE 3.6 (a) The GNIRS NIR spectrum and *WISE* magnitudes for GU Psc b and the T2, T3, and T4 spectral standards. All SEDs are normalized at the J -band peak, between 1.26 and 1.28 μm . GU Psc b spectrum has been median-smoothed to a resolution $\lambda / \Delta \lambda \sim 400$. (b) GU Psc b SED, now compared to J121440.95+631643.4, a T3.5 that is likely a binary T2+T6, according to the template fitting analysis of Geißler et al. (2011), and J102109.69-030420.1AB (J1021), the former T3 standard that was confirmed to be a binary T1+T5 by Burgasser et al. (2006b). GU Psc SED is much closer to that of these objects than to the SED of the standards.

TABLE 3.4 Spectral Indices for GU Psc b

Index	Numerator Range ^a (μm)	Denominator Range ^a (μm)	Value	Spectral Type ^b
H ₂ O– <i>J</i>	1.140–1.165	1.260–1.285	0.30 ± 0.01	T5
CH ₄ – <i>J</i>	1.315–1.340	1.260–1.285	0.491 ± 0.009	T4.5
<i>W_J</i> ^c	1.180–1.230	1.260–1.285	0.572 ± 0.009	
H ₂ O– <i>H</i>	1.480–1.520	1.560–1.600	0.400 ± 0.008	T4
CH ₄ – <i>H</i>	1.635–1.675	1.560–1.600	0.73 ± 0.01	T3
H ₂ O– <i>K</i>	1.975–1.995	2.08–2.100	0.46 ± 0.03	
CH ₄ – <i>K</i>	2.215–2.255	2.08–2.120	0.404 ± 0.009	T3.5
<i>K/J</i>	2.060–2.100	1.250–1.290	0.317 ± 0.006	

Notes

^a The indices are defined as $\int_a^b f(\lambda)d\lambda / \int_c^d f(\lambda)d\lambda$, the numerator being the integrated flux in a region inside an absorption feature, the denominator being the integrated flux in an adjacent pseudo continuum.

^b The associated spectral type according to Burgasser et al. (2006).

^c For this index, the denominator is multiplied by 2 to compensate for the larger range of the numerator.

et al. (2006) measures the flux ratio between the K and the J band to evaluate the strength of the CIA- H_2 feature that is known to be sensitive to surface gravity. It has no quantitative scale, but the K/J of GU Psc b is stronger than for a typical T3.5, closer to that of a T2.5 (see K/J versus CH_4-H diagram shown on Figure 10 of Burgasser et al. 2006). The W_J index quantifies the width of the J -band peak. The value of GU Psc b is similar to that we computed for the T4–T5 objects present in the L and T dwarf data archive. The resulting spectral types vary between T3 and T5, with an average spectral type of $\sim T4$.

Altogether, the comparison of the spectrum and the indices suggest that GU Psc b is a $T3.5 \pm 1$ spectral type, with indication of low gravity, and/or of high metallicity.

Even though GU Psc b is not a resolved binary object according to Keck NIRC2 observations (see Section 3.4.2.2), the values of its indices, within uncertainties, satisfy two to three of the six spectral index selection criteria developed by Burgasser et al. (2010a) to identify binary systems. GU Psc b would thus qualify as a candidate binary in that scheme (weak candidates satisfy two criteria, and strong ones satisfy three criteria or more). Indeed, as shown on Figure 3.6 b, the GU Psc b spectrum is very similar to that of J1021 (also shown on Figure 3.6 b), which was the initial standard for the T3 spectral type (Burgasser et al. 2002), until it was confirmed through *Hubble Space Telescope* NICMOS imaging to be a $0''.172 \pm 0''.005$ (5.0 ± 0.7) AU binary composed of a T1+T5 (Burgasser et al. 2006b). The GU Psc b spectrum is also very similar to J121440.95+631643.4 (J1214 hereinafter), a T3.5 discovered by Chiu et al. (2006). Geißler et al. (2011) identified J1214 as a candidate binary because they obtained a better fit with a composite spectrum made of T2 and T6 templates than for a T3 template. Although GU Psc b remains significantly redder in $J - K_s$, the Y and J bands are closely matched, and the fit is much better in H band. In both cases, the only notable difference lies in the K_s band spectrum. If GU Psc b is truly a single object, this suggests that it is slightly peculiar when compared to standards, perhaps due to the lower gravity expected for a relatively young object, or to some variation in metallicity or cloud properties.

3.4.2.4 Direct Comparison with Atmosphere Models

To further constrain the physical properties of GU Psc b, we compared its NIR spectrum and its z , $W1$, and $W2$ photometry to the synthetic SEDs of two different sets of brown dwarf atmosphere models: the BT-Settl CIFIST model presented in Allard et al. (2013)⁷ and the model presented in Morley et al. (2012), which include low-temperature condensates (primarily sulfides). To determine quantitatively the best fit to this mix of photometric and spectroscopic data points, we used a method similar to that presented in Cushing et al. (2008) in order to compute a goodness-of-fit G_k for each model k that is minimized for the best fitting models :

$$G_k = \sum_{i=1}^n W_i \left(\frac{F_{\text{obs},i} - C_k F_{k,i}}{\sigma_{\text{obs},i}} \right)^2. \quad (3.1)$$

In this equation, $F_{\text{obs},i}$ is the flux observed in a given spectral range i . The associated uncertainty, $\sigma_{\text{obs},i}$, is dominated by the $\sim 5\%$ photometric zero-point uncertainty. The total number of spectral ranges is n : one per photometric filter or spectral point (after smoothing). $F_{k,i}$ is the flux of the synthetic model over the same wavelength domain. The synthetic model spectra are convolved at the resolution of the spectrum and the synthetic photometric magnitudes are obtained using instrumental filter profiles⁸. Rather than using $W_i = \Delta\lambda = \lambda_2 - \lambda_1$ for the weight (as done in Cushing et al. 2008), we chose to use $W_i = \Delta \log \lambda = \log(\lambda_2/\lambda_1)$ to purposefully *not* be biased by the arbitrary choice of working in wavelength space rather than frequency space. The scale C_k is equal to the dilution factor R^2/d^2 for a source of radius R at a distance d . For each model, we constrained C_k using the central distance inferred from Bayesian statistical analysis for GU Psc in ABDMG, $d_s = 48$ pc, and the radius prescribed at the given T_{eff} and $\log g$ by evolution models (Saumon & Marley 2008 for the low-temperature cloud model and Baraffe et al. 2003⁹ for BT-Settl).

7. This grid, that uses the Caffau et al. (2011) solar abundance, is available online at phoenix.ens-lyon.fr/Grids/BT-Settl/CIFIST2011/.

8. The GMOS-South z transmission curve available at www.gemini.edu/sciops/instruments/gmos/filters/gmos_s_z_G0328.txt is convolved with the detector response (www.gemini.edu/sciops/instruments/gmos/imaging/detector-array/gmos-array). The *WISE* transmission curves are taken from Wright et al. (2010).

9. Available at phoenix.ens-lyon.fr/Grids/BT-Settl/CIFIST2011/ISOCHRONES/.

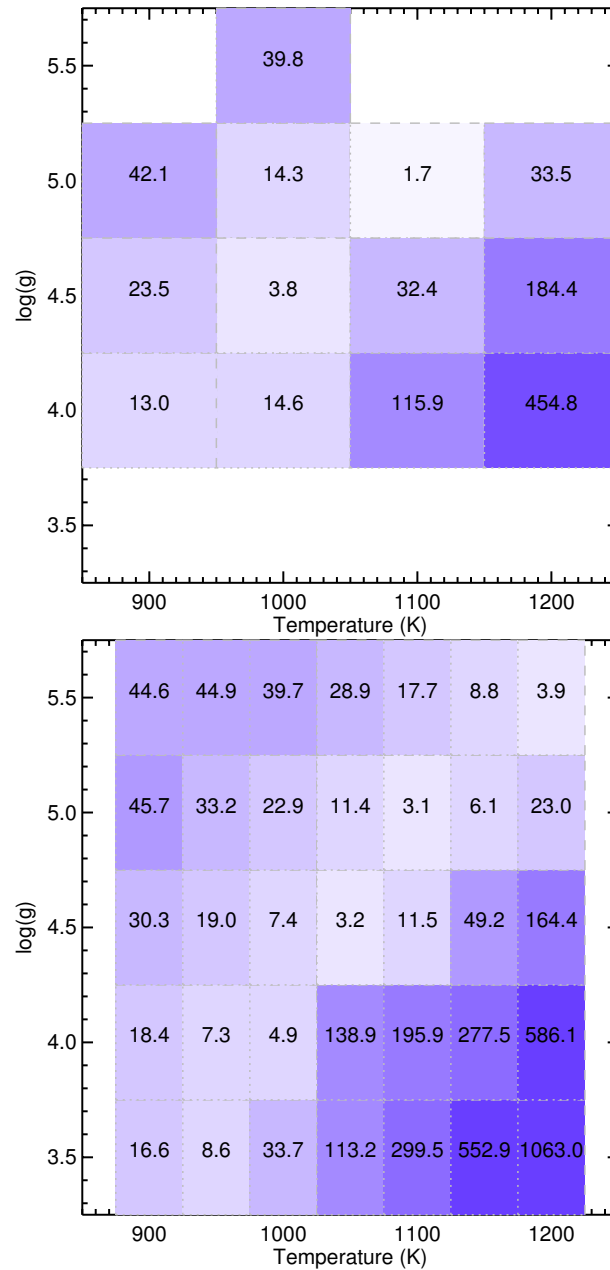


FIGURE 3.7 Goodness-of-fit maps for the low-temperature cloud model of Morley et al. (2012) (upper panel) with $f_{\text{sed}} = 1$ and $K_{zz} = 0 \text{ cm}^2 \text{ s}^{-1}$ and the BT-Settl model (lower panel), using the same contour levels. The value of the goodness-of-fit G is written for each set of parameters. Both sets of models reach a minimum around $T_{\text{eff}} = 1000\text{--}1100 \text{ K}$ and $\log g = 4.5\text{--}5.0$. These results are obtained with the scale C_k constrained using the radius from evolutionary models (Saumon & Marley 2008 for the low-temperature cloud model and Allard et al. 2013 for the BT-Settl) and $d_s = 48 \text{ pc}$ for the distance.

For the low-temperature cloud model described in Morley et al. (2012), we used a grid with temperatures between 700 K and 1300 K ($\Delta T_{\text{eff}} = 100$ K) and $\log g$ between 4.0 and 5.5 ($\Delta \log g = 0.5$), at solar metallicity. We also tried different values for the sedimentation efficiency f_{sed} (1–5) and for K_{zz} , which quantifies departure from chemical equilibrium (0 and $10^4 \text{ cm}^2 \text{ s}^{-1}$). For the BT-Settl model, we used the CIFIST grid presented in Allard et al. (2013), computed with temperatures between 700 K and 1400 K ($\Delta T_{\text{eff}} = 50$ K) and $\log g$ between 3.5 and 5.5 ($\Delta \log g = 0.5$), also at solar metallicity.

Figure 3.7 shows the goodness-of-fit map for both sets of models in the temperature/ $\log g$ parameter space. The physical parameters that lead to the best fit between the observed spectrum and the models are the same for both sets, $T_{\text{eff}} \sim 1000\text{--}1100$ K and $\log g \sim 4.5\text{--}5.0$. The observed SED of the object constrains the bolometric luminosity, there is thus a correlation between temperature and gravity for the best fits: they are achieved either at a low temperature ($T_{\text{eff}} = 1000\text{--}1050$ K) and low surface gravity ($\log g = 4.5$) or at higher temperature ($T_{\text{eff}} = 1100$ K) and greater gravity ($\log g = 5.0$). In the case of BT-Settl, even higher temperature ($T_{\text{eff}} = 1200$ K) and surface gravity ($\log g = 5.5$) still give a good fit, although these physical parameters are not consistent with the age of ABDMG (see Section 3.4.2.5). Figure 3.8 shows the GU Psc b SED and the two best synthetic spectra for both sets of models.

We also did the entire fitting process constraining the C_k with the extreme values of the distance range, 43 pc and 53 pc. The effective temperature and surface gravity we obtained did not vary significantly.

Both synthetic models match the SED of GU Psc b between 0.9 and $5 \mu\text{m}$ remarkably well, especially considering that there is no adjustment of the absolute flux of the models (C_k is constrained). Overall, BT-Settl fits the K band (especially its red side) and the Y band around $1 \mu\text{m}$ slightly better than the low-temperature cloud model, but the later one better reproduces the $J - H$ color. The methane band at $1.6 \mu\text{m}$ is typically poorly matched by the models which tend to overestimate the flux in this wavelength range (see e.g., HN Peg b SED on Figure 4 of Leggett et al. 2008). Here, we observe an opposite trend: the flux redward of $1.7 \mu\text{m}$ is too low in both sets of models compared to GU Psc b. This excess flux, which is

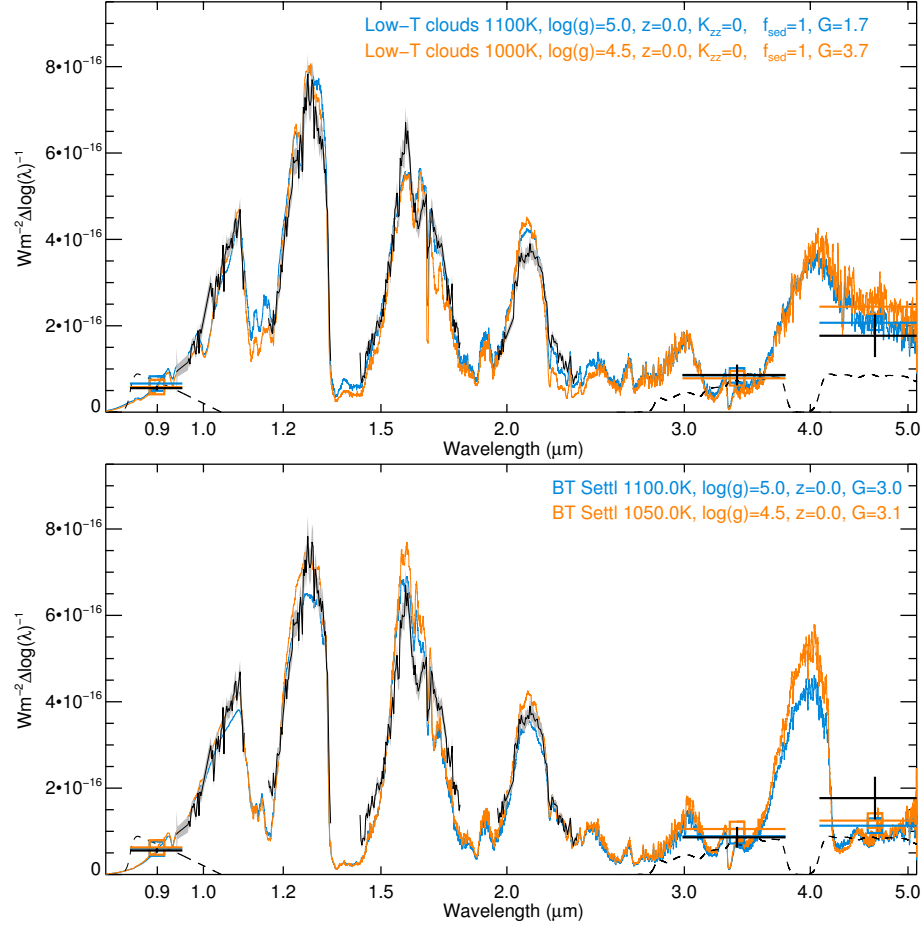


FIGURE 3.8 GU Psc b GNIRS NIR spectrum and z , $W1$, and $W2$ photometry points along with the best-fit model spectra for the low-temperature cloud model of Morley et al. (2012) (upper panel) and the BT-Settl model (lower panel). For each model, the parameters (effective temperature T_{eff} , surface gravity $\log g$, metallicity z , the Eddy coefficient K_{zz} and the sedimentation parameters f_{sed}) are given. The goodness-of-fit G , that allows us to quantify the quality of the fit (the smaller G is, the better the fit; see Section 3.4.2.4) is also shown. The model flux scale is absolute, using the radius from evolutionary models (Saumon & Marley 2008 for the low-temperature cloud model, and Allard et al. 2013 for the BT-Settl) for every set of parameters, and the statistical distance of the primary in ABDMG, $d_s = 48$ pc.

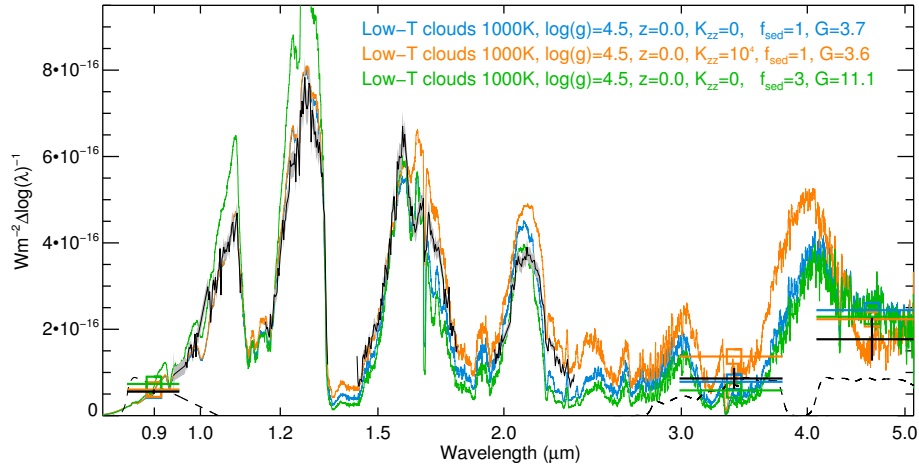


FIGURE 3.9 Same as Figure 3.8, only now the GNIRS spectrum and photometry points are compared to the low-temperature cloud model for various values of the parameters f_{sed} and K_{zz} .

also seen in the comparison of GU Psc b to the T3 and T4 templates on Figure 3.6(a), could be indicative of a slight departure from solar metallicity or an inhomogeneous surface, or an indication that GU Psc b is a very tight, unresolved, binary object.

The good fit we obtain with Morley et al. (2012) model is somewhat surprising, considering our object is hotter than the targeted objects for this model. This model came as an attempt to explain why late T dwarfs ($T_{\text{eff}} \lesssim 900$ K, primarily) were not perfectly fitted with models without iron and silicate clouds. Using Ackerman & Marley (2001) cloud model, they studied the influence of other condensates (sulfides mainly, e.g., Na_2S , MnS , and ZnS , but also KCl and Cr), that were previously ignored and realized they are important at low temperatures (between 400 and 1300 K). Since the targeted objects are late T dwarfs, Morley et al. (2012) models do not include the iron and silicate clouds that are important for L dwarfs since they are thought to be rapidly clearing at the L/T transition. In models including such condensates (but not the ones included in the Morley et al. 2012 model), early T such as GU Psc b are expected to be best described by thin clouds of larger particles (corresponding to a high f_{sed} parameter in the Ackerman & Marley 2001 model). This is the case, for example, for HN Peg b (T2.5), for which the best fit is obtained with $f_{\text{sed}} = 3.5$ (Leggett et al. 2008) or for J1254 (T2) or 2M J05591914–1404488 (T4.5), which were best fit with $f_{\text{sed}} = 3$ and 4, respectively, in

Cushing et al. (2008). Alternatively, our best fits with Morley et al. (2012) model are obtained using $f_{\text{sed}} = 1$, thus very thick clouds of the less abundant sulfide condensates provide the moderate dust opacity evident in our T3.5 object. Figure 3.9 compares one of our best fits using $f_{\text{sed}} = 1$ (in blue) and a much poorer fit with the same temperature/ $\log g$ but with thinner sulfide clouds ($f_{\text{sed}} = 3$, in green).

The second parameter is the Eddy diffusion coefficient, K_{zz} that characterizes the vertical transport in the atmosphere. Vigorous vertical transport can bring molecular species from deeper, hotter layers of the atmosphere to the upper, cooler layers on a time scale faster than that of some chemical reactions, driving the molecular abundances away from their local equilibrium values. In particular, this results in increased CO and CO₂ abundances, and reduced CH₄, H₂O, and NH₃ abundances in the upper atmosphere (Lodders 2002; Saumon et al. 2006; Burningham et al. 2011). Figure 3.9 shows, for $f_{\text{sed}} = 1$, the two available values we tested for the Eddy diffusion coefficient: $K_{zz} = 0 \text{ cm}^2\text{s}^{-1}$ (chemical equilibrium, in blue) and $K_{zz} = 10^4 \text{ cm}^2\text{s}^{-1}$ (in orange). It shows that K_{zz} has little impact on the *Y* and *J* bands, but that an increase in K_{zz} increases the flux in *H*, *K* and in the mid-infrared. The best fit at $K_{zz} = 0 \text{ cm}^2\text{s}^{-1}$ is obtained at $T_{\text{eff}} = 1100 \text{ K}$ and $\log g = 5.0$ ($G = 1.7$, Figure 3.8, in blue) while at $K_{zz} = 10^4 \text{ cm}^2\text{s}^{-1}$, the best fit is obtained at a slightly lower temperature and $\log g$: $T_{\text{eff}} = 1000 \text{ K}$ and $\log g = 4.5$ ($G = 3.6$, Figure 3.9, in orange). The depth of the $4.6 \mu\text{m}$ absorption band in *W2* is reproduced a bit better with a higher values of K_{zz} . We must caution that we did not try a higher K_{zz} for values of f_{sed} different than 1.

The BT-Settl model treats condensation and sedimentation of all dust species as well as gas phase advection by relating to a single atmospheric velocity field derived from radiation hydrodynamical models. There are thus no adjustable cloud parameters in this model. The cloud sedimentation and Eddy diffusion are instead determined by direct comparison of the relevant timescales (for condensation, sedimentation, chemical reactions) to the mixing timescale derived from this velocity field. The cloud opacity is composed of a number of condensates, which are settling to various degrees. Although the current version of the model does not yet include the opacity contribution of all low-temperature condensates that are included in Morley et al. (2012) (most notably Na₂S), the BT-Settl model reproduces the observed spectrum

of GU Psc b similarly well. This is because even if these low-temperature clouds start to form at high altitude for L/T transition objects like GU Psc b, they do not become optically thick in this effective temperature range. The continuum of the flux peaks is still shaped by the silicate clouds, even if they have receded relatively deep into the photosphere.

The excess absorption at 4–5 μm apparent for this model could be indicative of an overestimation of the diffusion efficiency, resulting in too much CO and CO₂ being mixed into the photosphere. The mixing derived at the transition from CO- to CH₄-dominated atmosphere regions yields a diffusion coefficient of $\sim 10^5\text{--}10^6 \text{ cm}^2\text{s}^{-1}$. It thus produces more CO and CO₂ absorption at 4–5 μm than the $K_{zz} = 0$ or the $K_{zz} = 10^4$ models of Morley et al. (2012). Alternatively, the excess flux in the CH₄ absorption band in *W1* might also reveal the incompleteness of the currently used CH₄ opacities, which cover only a fraction of the lines relevant at temperatures above 1000 K (Yurchenko & Tennyson 2014).

We investigated the effect of leaving the scale C_k free in the fitting. For both synthetic models, for a given set of parameters, we then obtain a similar or slightly better fit than when imposing the scale. Nonetheless, the best fit occurs for the same physical parameters than with a constrained C_k . This strengthens our confidence both in the radii predicted by evolutionary models and in the distance inferred by the Bayesian statistical analysis.

3.4.2.5 Physical Properties from Evolutionary Models

Evolutionary models can be used to constrain the physical parameters (radii, surface gravity, bolometric luminosity and mass) of GU Psc b. In the previous section, we showed that the best fit were obtained with $T_{\text{eff}}/\log g$ couples of 1000–1050 K/4.5 or 1100 K/5.0. Evolutionary models suggest that the lowest temperature and $\log g$ are the most likely; the age is then consistent with the age of ABDMG, 100 ± 30 Myr. The highest temperature and $\log g$ would imply ages older than ~ 300 Myr. The age deduced from evolutionary models for 1200 K/5.5, which also led a good fit for BT-Settl, are greater than 1 Gyr and are clearly excluded for ABDMG age.

Thus, using ABDMG age (100 ± 30 Myr) and the range of plausible temperatures determined with atmosphere models ($T_{\text{eff}} = 1000\text{--}1100$ K) in evolutionary models, we obtain the

TABLE 3.5 Evolutionary Model Derived Physical Properties of GU Psc b^a

Model	Properties			Mass (M_{Jup})
	R (R_{Jup})	$\log g$	$\log(L/L_{\odot})$	
S08 cloudy ^b	1.33–1.38	4.18–4.23	–4.80—4.60	10.8–12.0
S08 no cloud ^b	1.23–1.27	4.23–4.31	–4.87—4.67	10.4–12.1
B03 ^c	1.15–1.21	4.22–4.36	–4.91—4.70	9.6–13.0

Notes

- ^a Assuming an age of 100 ± 30 Myr and a $T_{\text{eff}} = 1000\text{--}1100$ K.
- ^b Using Saumon & Marley (2008) evolutionary models. The *cloudy* version is with $f_{\text{sed}} = 2$, and is also appropriate for $f_{\text{sed}} = 1$ (see text).
- ^c Using Baraffe et al. (2003) evolutionary models.

ranges of values for the physical properties of GU Psc b presented in Table 3.5. We used the two different models presented in Saumon & Marley (2008) : one with $f_{\text{sed}} = 2$, which is a good approximation for all cloudy models, and one without clouds. We present both results as limiting cases in Table 3.5, but since the atmosphere model fitting suggests a better match with clouds than without, the cloudy version is probably the most appropriate for GU Psc b. We also used the evolutionary model of Baraffe et al. (2003) and obtained similar results. In all cases, the values obtained for the bolometric luminosity are between $\log(L/L_{\odot}) = -4.9$ and -4.6 . The surface gravity inferred ($\log g = 4.2\text{--}4.4$) is consistent, albeit slightly lower, with the values derived from atmosphere model fitting ($\log g = 4.5\text{--}5$). All models suggest a mass between 9 and $13 M_{\text{Jup}}$. We thus find that GU Psc b is probably below the lower threshold of deuterium burning for its T_{eff} and age, unlike 2M0122 and several other brown dwarfs discussed in Bowler et al. (2013) that are possible deuterium burners.

3.5 Analysis and Discussion

3.5.1 Stability of the System

This system has a very wide projected separation ($r = 2000 \pm 200$ AU) that is not seen in any other planet–star system (excluding companions to white dwarf or other evolved systems

such as WD 0806–661, Luhman et al. 2011a; LSPM1459+0857, Day-Jones et al. 2010 or sdM1.5+WD Wolf 1130, Mace et al. 2013 for which stellar mass loss most likely had an impact on the separation). The mass ratio of GU Psc system ($q \sim 0.03$) is higher than that of typical exoplanetary systems. The value is particularly high for an M dwarf host, these stars seem to be an uncommon host for Jupiter-mass companions, even at close separations (Bonfils et al. 2011). However, it is significantly lower than the mass ratio of several directly imaged systems, such as the $30 M_{\text{Jup}}$ brown dwarf around the M1 star CD-35 2722 ($q \sim 0.07$; Wahhaj et al. 2011) or the $4 M_{\text{Jup}}$ around the M8 brown dwarf 2M 1207 ($q \sim 0.15$; Chauvin et al. 2004).

The very large separation coupled to the very low mass ratio lead to a very small binding energy. With a primary mass of $M_{\star} = 0.30\text{--}0.35 M_{\odot}$, using $M_c = 9\text{--}13 M_{\text{Jup}}$ for the mass of the companion and $r = 2000$ AU as the instantaneous projected separation, the binding energy of the system is (assuming a circular orbit)

$$E_{\text{bind}} \sim -\frac{GM_{\star}M_c}{1.27r} = -(0.2 \pm 0.1) \times 10^{41} \text{ erg}, \quad (3.2)$$

where 1.27 is the average projection factor between r and the semimajor axis, assuming a random viewing angle, see, e.g., Brandeker et al. (2006). Although this binding energy is very small, it is the same order of magnitude as that of other presumably gravitationally bound systems that include a planetary-mass companion, such as Ross 458(AB) c system ($E_{\text{bind}} \sim -1 \times 10^{41}$ erg, using $r \sim 1168$ AU, $M_{\star} \sim 0.61 M_{\odot}$, and $M_c \sim 14 M_{\text{Jup}}$; Goldman et al. 2010) or the 2M1207 A brown dwarf (BD) and its companion ($E_{\text{bind}} \sim -0.2\text{--}0.6 \times 10^{41}$ erg, using $r \sim 52$ AU, $M_{\text{BD}} \sim 25 M_{\text{Jup}}$, and $M_c = 3\text{--}10 M_{\text{Jup}}$; Chauvin et al. 2004; Ducourant et al. 2008). It is also similar to the binding energy of older, more massive systems such as the M3 star G204-39 and T6.5 brown dwarf 2MASS J1758+4633 ($E_{\text{bind}} \sim -0.4\text{--}0.7 \times 10^{41}$ erg, using the masses and separation given in Faherty et al. 2010) and greater than many of the very-low mass star systems presented in Dhital et al. (2010). Thus, it is not unreasonable for GU Psc b to be gravitationally bound to its primary despite its very wide separation.

Indeed, one can estimate the average survival time of the system considering the encounters with stars and giant molecular clouds, which are the most important sources of disruption.

The chance of disruption depends mainly on the binding energy, so the results shown in Figure 2(a) of Weinberg et al. (1987) for a $1 M_{\odot}$ system can be scaled down for GU Psc system. With a projected separation of $r \sim 2000$ AU ($\sim 9.7 \times 10^{-3}$ pc) and a total mass of $\sim 0.35 M_{\odot}$, our system lies between the $a_0 = 0.02$ pc and $a_0 = 0.04$ pc curves, which implies a half-life for the system of ~ 5 – 6 Gyr, which is much greater than its estimated age.

3.5.2 Formation Mechanisms

With such a great distance from its host star and a relatively high mass ratio, it is unlikely that GU Psc b was formed alone in situ in a protoplanetary disk, through one of the canonical formation mechanisms for exoplanets (core accretion; Pollack et al. 1996; Inaba et al. 2003 or disk instability; Bate et al. 2002; Boss 2006; Stamatellos et al. 2007; Rafikov 2009). It would require too large a protoplanetary disk, with an unrealistically large density at this separation.

A plausible scenario is that GU Psc b formed in a disk, but migrated outward due to dynamic interactions with an unseen, more massive companion to GU Psc A (Reipurth & Clarke 2001). Similar low-mass, wide companions have been found around binary star (e.g., Ross 458(AB) c, at > 1100 AU, SR 12 AB c, at > 1000 AU). This hypothesis would imply that GU Psc A has a more massive, closer-in companion that was not seen in our observations (see Figure 3.4). More high-contrast imaging observations would be useful to better constrain the binary nature of GU Psc A. It would also be desirable to assess theoretically whether the hypothetical triple systems allowed in Figure 3.4 represent realistic dynamical stable solutions, given the age of the system.

Another possibility is that GU Psc A and b were both formed in the disk of a more massive star, and have been ejected as a system (Bate et al. 2003; Stamatellos & Whitworth 2009).

Both components of the system could also have been formed by turbulent core fragmentation, as a weakly bound binary system, similar to a binary star system. It would imply that cores can fragment into objects as light as the companion (which is plausible, given the opacity limit for fragmentation is a few Jupiter masses; Bate 2009) or that the system was ejected from the accretion reservoir following a dynamical interaction (Reipurth & Clarke 2001; Bate et al. 2002; Bate & Bonnell 2005).

GU Psc b could also have been a free-floating planet, formed by turbulent core fragmentation or ejection from a protoplanetary system, later captured by GU Psc A (Perets & Kouwenhoven 2012). In this case, we would observe less correlations between the physical properties (e.g., metallicities or spin-orbit relation) of the primary and secondary. More insight on the possible formation mechanism could thus possibly be obtained by determining the relative metallicity of both components through high-resolution spectroscopy.

3.5.3 Interest of the System

Figure 3.10 compares the masses, ages, and temperatures of GU Psc b and other low-mass companions. The temperature derived from atmosphere models for GU Psc b and the age of ABDMG yield a mass below the deuterium-burning mass limit in evolutive models (the Saumon & Marley 2008 model is shown on Figure 3.10).

Figure 3.10 also shows that GU Psc b is intermediate in age between the few planetary-mass objects uncovered in very young associations (e.g., the 8–20 Myr-old planet 2M1207 b in TWA or the 12 Myr-old β Pictoris b) and the field planetary-mass objects of hundreds Myr and more (e.g., the cool 150–800 Myr Ross 458(AB) c). While the constraints on the age of many companions come from the poorly known age of the system, the ABDMG membership of GU Psc provides much better constraints to the age of the companion, allowing a better validation of the models, still poorly constrained for this mass and age range.

The similarity in age and mass between GU Psc b and the HR 8799 planets is obvious on Figure 3.10. Indeed, the physical properties of GU Psc b ought to be very similar to the most massive planets that should be discovered by forthcoming planet finder instruments such as the Gemini Planet Imager (Macintosh et al. 2012), SPHERE on the VLT (Beuzit et al. 2008), or the HiCIAO on Subaru (Suzuki et al. 2009), albeit at much closer separations. GU Psc b could serve as a proxy for these planets, that will likely be only characterizable with low-resolution spectroscopy ($R \sim 40$), due to their proximity to their parent star. GU Psc b, at $\sim 42''$ from its primary, will be amenable to detailed follow-up photometric and spectroscopic observations, just like the free-floating planetary-mass object CFBDSIR2149, also a strong candidate member of ABDMG ($4\text{--}7 M_{\text{Jup}}$; Delorme et al. 2012).

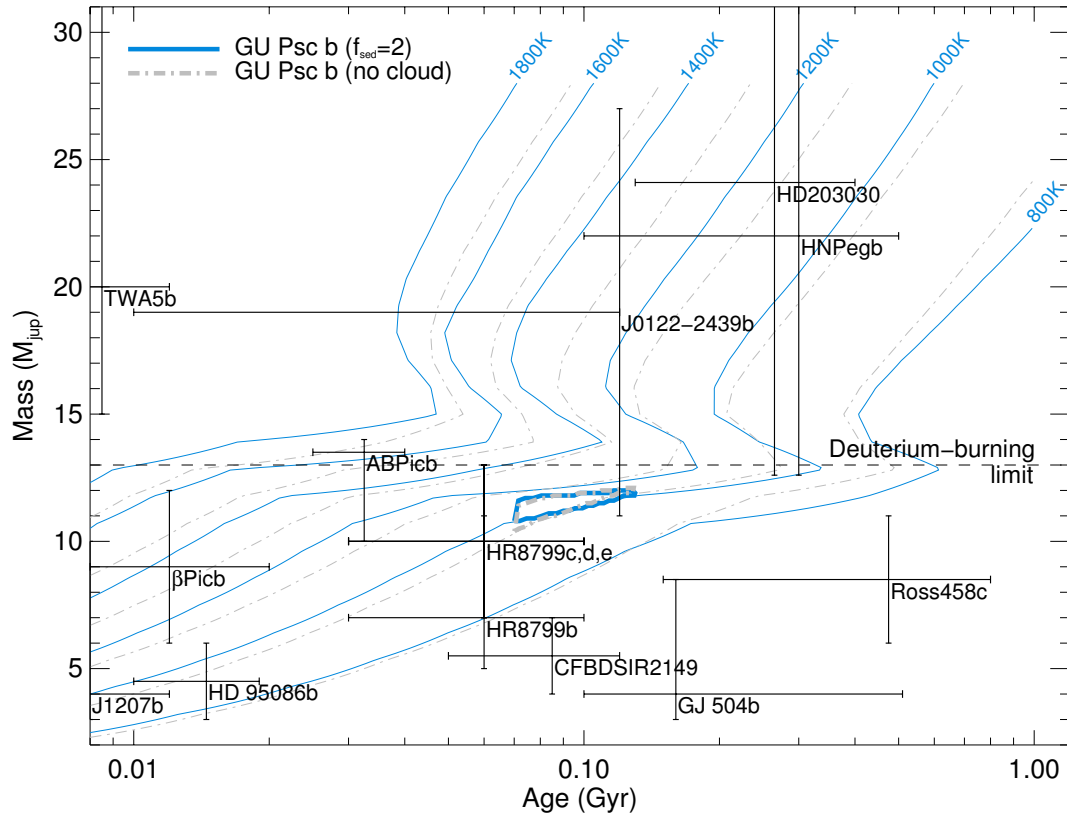


FIGURE 3.10 Masses and ages of various low-mass companions. Evolutionary models of Saumon & Marley (2008) with and without clouds are represented by the solid blue line and the dot-dashed gray line, respectively. Given the age of the ABDMG and the effective temperature range found using atmosphere models ($T_{\text{eff}} = 1000\text{--}1100\text{ K}$), the mass of GU Psc b is below $13 M_{\text{Jup}}$, irrespective of the model used ($10\text{--}12 M_{\text{Jup}}$ for Saumon & Marley 2008 model). Ages and masses for other sources are taken from Bonnefoy et al. (2010), Bowler et al. (2013), Burningham et al. (2011), Chauvin et al. (2004), Ducourant et al. (2008), Kuzuhara et al. (2013), Lagrange et al. (2010), Liu et al. (2011), Lowrance et al. (1999), Luhman et al. (2007), Marois et al. (2008), Marois et al. (2010), Metchev & Hillenbrand (2006), Neuhäuser & Schmidt (2012), Rameau et al. (2013a), and Delorme et al. (2012).

GU Psc b follows the trend of companions like 2M1207b, 2M 0122B, the planets of HR 8799 and HN Peg B that all show effective temperatures under that of typical field brown dwarfs for a given spectral type (see Bowler et al. 2013, Figure 13). This is likely explained by the lower surface gravity of these objects. GU Psc b provides an important data point to clarify the spectral type versus temperature relationship at intermediate ages.

With its spectral type of $T3.5 \pm 1$, a derived temperature between 1000 and 1100 K and an age of 70–130 Myr, GU Psc b is a rare example of a *young* early T dwarfs straddling the L/T transition between the cloudy and clear regime of brown dwarf atmospheres. The L/T transition is particularly challenging for atmosphere models because of the complex treatment of clouds required. At this transition, it is expected that the iron/silicate clouds, important source of opacity for L dwarfs (Saumon & Marley 2008; Stephens et al. 2009), gradually become less important, either because they sink or become patchy, which allows the emergent flux to come from a deeper layer of the atmosphere. As suggested in Morley et al. (2012), other condensate could become important for cooler mid- to late-T dwarfs. As shown in Section 3.4.2.4, GU Psc b’s SED is well reproduced both by the BT-Settl model (Allard et al. 2012, 2013), that includes iron/silicate condensates (and some of the low-temperature condensates), and by the Morley et al. (2012) model that includes sulfides and other low-temperature condensates, using thick clouds ($f_{\text{sed}} = 1$).

Several early field T dwarfs are known to show a photometric variability that could, in fact, be explained by a combination of cloudy and clear regions in the atmosphere, or by a partial cloud cover. For GU Psc b, our limited set of three *J*-band images (spanning ~ 11 months; see Table 3.1) gives magnitudes that are all consistent with each other within 1σ . These data set a 3σ upper limit on variability of approximately 150 mmag. GU Psc b would be a prime target for further photometric variability studies. Although it is much fainter than other field early T dwarfs, variability studies of GU Psc b are well within the capability of existing ground- and space-based telescopes.

The binary hypothesis being to a large extent ruled-out for the companion, it would be interesting to extend the analysis with models atmospheres and spectra for partly cloudy atmospheres (Marley et al. 2010) or even composite spectra for atmosphere models with

horizontal temperature variations.

3.6 Summary and Conclusions

We have presented the discovery of a co-moving planetary-mass companion to GU Psc, a low-mass M3 star and strong candidate member of the ~ 100 Myr old ABDMG association. We presented evidences that strongly support a membership in ABDMG. Notably, its kinematics and X-ray emission fit that of the association. The companion is widely separated from the host star at $\sim 42''$ or ~ 2000 AU at the estimated distance of 48 pc.

The companion has the spectral signature of a $T3.5 \pm 1$ spectrum, with relatively strong K -band emission, a likely indicator of a low-gravity object. The overall SED resembles closely that of a binary T0+T5 (J1021) and of a candidate binary T2+T6 (J1214) spectra, but it has been shown with Keck LGS AO observations that it is in all likelihood a “single” early T3.5 dwarf. Few such L/T transition dwarfs are known. They constitute particularly interesting candidates for variability studies as they are likely to have partial and variable cloud cover. GU Psc b is a prime target to extend previous photometric variability studies of old early T dwarfs to younger ages.

Astrometric observations, through the CTIOPI¹⁰ project, are ongoing to secure the parallax of the system. A precise distance will confirm the membership of the primary, hence confirm the age of the system, and allow to better establish the physical parameters of the companion. High-contrast imaging observations of the host star could put better constraints on the mass ratio and separation of an hypothetical closer companion to the star. The mid-infrared spectroscopy of GU Psc b could provide significant constraints to atmosphere models in this region. It will be an easy target for NIRSpect and MIRI on board the *James Webb Space Telescope* (Gardner et al. 2006). GU Psc b should become an excellent proxy for relatively massive gas giant planets soon to be discovered by forthcoming high-contrast imaging instruments.

10. www.chara.gsu.edu/~thenry/CTIOPI/

Acknowledgments

We would like to thank the anonymous referee for constructive comments and suggestions that greatly improved the overall quality of the paper. This work was financially supported by the Natural Sciences and Engineering Research Council (NSERC) of Canada and the Fond de Recherche Québécois – Nature et Technologie (FRQNT; Québec). D.S is supported by NASA Astrophysics Theory grant NNH11AQ54I. D.H. acknowledges support from the European Research Council under the European Community’s Seventh Framework Programme (FP7/2007-2013 Grant Agreement no. 247060). Based on observations obtained at the Gemini Observatory (Gemini-S/PHOENIX: program GS-2010B-Q-89, Gemini-S/GMOS: program GS-2011B-Q-74, Gemini-S/NICI: programs GS-2011B-Q-24 and GS-2012B-Q-54 and Gemini-N/GNIRS: program GN-2012B-Q-58), which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under a cooperative agreement with the NSF on behalf of the Gemini partnership: the National Science Foundation (United States), the National Research Council (Canada), CONICYT (Chile), the Australian Research Council (Australia), Ministerio da Ciencia, Tecnologia e Inovacao (Brazil) and Ministerio de Ciencia, Tecnologia e Innovacion Productiva (Argentina). Observations were also collected at CFHT with WIRCam (run IDs: 11BC20 and 12BC20) and ESPaDOnS (run ID: 12AC23), at the European Southern Observatory Very Large Telescope under program ID: 087.D-0510, 091.D-0641 and on CPA-PIR infrared camera, at Observatoire du mont Mégantic, which is funded by the Université de Montréal, Université Laval and the Canada Foundation for Innovation. Some of the data presented herein were obtained at the W. M. Keck Observatory, which is operated as a scientific partnership among the California Institute of Technology, the University of California, and the National Aeronautics and Space Administration. The Observatory was made possible by the generous financial support of the W. M. Keck Foundation. The authors recognize and acknowledge the very significant cultural role and reverence that the summit of Mauna Kea has always had within the indigenous Hawaiian community. We are most fortunate to have the opportunity to conduct observations from this mountain. Finally, we also obtained data from the NASA InfraRed Telescope Facility, with SpeX, under the program number 2013B025. This publication makes use of data products from the *Wide-field Infrared Survey Explorer*,

which is a joint project of the University of California, Los Angeles, and the Jet Propulsion Laboratory/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration, from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center, and funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation, of the NASA's Astrophysics Data System Bibliographic Services, SIMBAD database, the VizieR catalog access tool and the SIMBAD database operated at CDS, Strasbourg, France. The BT-Settl model atmospheres have been computed at the Pôle Scientifique de Modélisation Numérique of the ENS de Lyon, and at the Gesellschaft für Wissenschaftliche Datenverarbeitung Göttingen in co-operation with the Institut für Astrophysik Göttingen. This publication has made use of the L and T dwarf data archive, staff.gemini.edu/~sleggett/LTdata.html.

Bibliographie

- Ackerman, A. S., & Marley, M. S. 2001, *ApJ*, 556, 872
- Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2012, *ApJS*, 203, 21
- Albert, L., Artigau, É., Delorme, P., et al. 2011, *ApJ*, 141, 203
- Allard, F., Homeier, D., & Freytag, B. 2012, *RSPTA*, 370, 2765
- Allard, F., Homeier, D., Freytag, B., Schaffenberger, & Rajpurohit, A. S. 2013, *MSAIS*, 24, 128
- Artigau, É., Doyon, R., Vallee, P., Riopel, M., & Nadeau, D. 2004, *Proc. SPIE*, 5492, 1479
- Artigau, É., Lamontagne, R., Doyon, R., & Malo, L. 2010, *Proc. SPIE*, 7737, 41
- Artigau, É., Biller, B. A., Wahhaj, Z., et al. 2008, *Proc. SPIE*, 7014, 70141
- Artigau, É., Lafrenière, D., Doyon, R., et al. 2011, *ApJ*, 739, 48
- Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 1998, *A&A*, 337, 403
- 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
- Barman, T. S., Macintosh, B., Konopacky, Q. M., & Marois, C. 2011, *ApJ*, 733, 65
- Barrado y Navascués, D., & Martín, E. L. 2003, *AJ*, 126, 2997
- Bate, M. R. 2009, *MNRAS*, 392, 590

- Bate, M. R., & Bonnell, I. A. 2005, *MNRAS*, 356, 1201
- Bate, M. R., Bonnell, I. A., & Bromm, V. 2002, *MNRAS*, 332, L65
- Bate, M. R., Bonnell, I. A., & Bromm, V. 2003, *MNRAS*, 339, 577
- Bertin, E. 2006, *ASP Conf. Ser.*, 351, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XV*, ed. C. Gabriel, C. Arviset, D. Ponz, & E. Solano (San Francisco, CA: ASP), 112
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
- Bertin, E., Mellier, Y., Radovich, M., et al. 2002, *ASP Conf. Ser.*, 281, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XI*, ed. D. A. Bohlender, D. Durand, & T. H. Handley (San Francisco, CA: ASP), 228
- Beuzit, J.-L., Feldt, M., Dohlen, K., et al. 2008, *Proc. SPIE*, 7014, 701418
- Binks, A. S., & Jeffries, R. D. 2014, *MNRAS*, 438, 11
- Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., et al. 2011, *A&A*, 549, A109
- Bonnefoy, M., Chauvin, G., Rojo, P., et al. 2010, *A&A*, 512, 52
- Boss, A. P. 2006, *ApJ*, 643, 501
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., & Dupuy, T. J. 2013, *ApJ*, 774, 55
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., et al. 2012, *ApJ*, 753, 142
- Brandeker, A., Jayawardhana, R., Khavari, P., Haisch, K. E., Jr., & Mardones, D. 2006, *ApJ*, 652, 1572
- Burgasser, A. J., Cruz, K. L., Cushing, M. C., et al. 2010a, *ApJ*, 710, 1142
- Burgasser, A. J., Geballe, T. R., Leggett, S. K., Kirkpatrick, J. D., & Golimowski, D. A. 2006a, *ApJ*, 637, 1067
- Burgasser, A. J., Kirkpatrick, J. D., Cruz, K. L., et al. 2006b, *ApJS*, 166, 585
- Burgasser, A. J., Kirkpatrick, J. D., Brown, M. E., et al. 2002, *AJ*, 564, 421

- Burgasser, A. J., Simcoe, R. A., Bochanski, J. J., et al. 2010b, *ApJ*, 725, 1405
- Burningham, B., Leggett, S. K., Homeier, D., et al. 2011, *MNRAS*, 414, 3590
- Caffau, E., Ludwig, H. G., Steffen, M., Freytag, B., & Bonifacio, P. 2011, *SoPh*, 268, 255
- Chabrier, G., & Baraffe, I. 1997, *A&A*, 327, 1039
- Chauvin, G., Lagrange, A. M., Dumas, C., et al. 2004, *A&A*, 425, L29
- Chiu, K., Fan, X., Leggett, S. K., et al. 2006, *AJ*, 131, 2722
- Chun, M. R., Toomey, D. W., Wahhaj, Z., et al. 2008, *Proc. SPIE*, 7015, 49
- Cushing, M. C., Vacca, W. D., & Rayner, J. T. 2004, *PASP*, 116, 362
- Cushing, M. C., Marley, M. S., Saumon, D., et al. 2008, *ApJ*, 678, 1372
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, *yCat*, 2246, 0
- Cutri, R. M., Wright, E. L., Conrow, T., et al. 2012, Explanatory Supplement to the *WISE* All-Sky Data Release Products
- da Silva, L., Torres, C. A. O., de la Reza, R., et al. 2009, *A&A*, 508, 833
- Day-Jones, A. C., Pinfield, D. J., Ruiz, M. T., et al. 2010, *MNRAS*, 410, 705
- Delorme, P., Willott, C. J., Forveille, T., et al. 2008, *A&A*, 484, 469
- Delorme, P., Gagné, J., Malo, L., et al. 2012, *A&A*, 548, 26
- Dhital, S., West, A. A., Stassun, K. G., & Bochanski, J. J. 2010, *AJ*, 139, 2566
- Donati, J. F., Catala, C., Landstreet, J. D., & Petit, P. 2006, in *ASP Conf. Ser.*, 358, *Solar Polarization 4*, ed. R. Casini & B. W. Lites (San Francisco, CA: ASP), 362
- Donati, J. F., Semel, M., Carter, B. D., Rees, D. E., & Collier Cameron, A. 1997, *MNRAS*, 291, 658
- Ducourant, C., Teixeira, R., Chauvin, G., et al. 2008, *A&A*, 477, L1

- Ducourant, C., Le Campion, J. F., Rapaport, M., et al. 2006, *A&A*, 448, 1235
- Dupuy, T. J., & Liu, M. C. 2012, *ApJS*, 201, 19
- Faherty, J. K., Burgasser, A. J., West, A. A., et al. 2010, *AJ*, 139, 176
- Fernández, D., Figueras, F., & Torra, J. 2008, *A&A*, 480, 735
- Ftaclas, C., Martín, E. L., & Toomey, D. 2003, in *IAU Symp. 211, Brown Dwarfs*, ed. E. Martín (San Francisco, CA: ASP), 521
- Gagné, J., Lafrenière, D., Doyon, R., Malo, L., & Artigau, É. 2013, *ApJ*, 783, 121
- Gardner, J. P., Mather, J. C., Clampin, M., et al. 2006, *SSRv*, 123, 485
- Geißler, K., Metchev, S., Kirkpatrick, J. D., Berriman, G. B., & Looper, D. 2011, *ApJ*, 732, 56
- Gizis, J. E. 2002, *ApJ*, 575, 484
- Goldman, B., Marsat, S., Henning, T., Clemens, C., & Greiner, J. 2010, *MNRAS*, 405, 1140
- Hinkle, K. H., Blum, R. D., Joyce, R. R., et al. 2003, *Proc. SPIE*, 4834, 353
- Hook, I. M., Jørgensen, I., Allington Smith, J. R., et al. 2004, *PASP*, 116, 425
- Inaba, S., Wetherill, G. W., & Ikoma, M. 2003, *Icar*, 166, 46
- Irwin, J., Berta, Z. K., Burke, C. J., et al. 2011, *ApJ*, 727, 56
- Kaeuff, H.-U., Ballester, P., Biereichel, P., et al. 2004, *Proc. SPIE*, 5492, 1218
- Kirkpatrick, J. D., Cushing, M. C., Gelino, C. R., et al. 2011, *ApJS*, 197, 19
- Konopacky, Q. M., Barman, T. S., Macintosh, B. A., & Marois, C. 2013, *Sci*, 339, 1398
- Kuzuhara, M., Tamura, M., Kudo, T., et al. 2013, *ApJ*, 774, 11
- Lafrenière, D., Jayawardhana, R., & van Kerkwijk, M. H. 2008, *ApJ*, 689, L153
- Lafrenière, D., Jayawardhana, R., & van Kerkwijk, M. H. 2010, *ApJ*, 719, 497

- Lagrange, A. M., Gratadour, D., Chauvin, G., et al. 2009, *A&A*, 493, L21
- Lagrange, A. M., Bonnefoy, M., Chauvin, G., et al. 2010, *Sci*, 329, 57
- Leggett, S. K., Currie, M. J., Varricatt, W. P., et al. 2006, *MNRAS*, 373, 781
- Leggett, S. K., Saumon, D., Albert, L., et al. 2008, *ApJ*, 682, 1256
- Liu, M. C., Dupuy, T. J., & Leggett, S. K. 2010, *ApJ*, 722, 311
- Liu, M. C., Leggett, S. K., Golimowski, D. A., et al. 2006, *ApJ*, 647, 1393
- Liu, M. C., Delorme, P., Dupuy, T. J., et al. 2011, *ApJ*, 740, 108
- Lodders, K. 2002, *Icar*, 155, 393
- Lopez Santiago, J., Montes, D., Crespo Chacon, I., & Fernandez Figueroa, M. J. 2006, *ApJ*, 643, 1160
- Lowrance, P. J., McCarthy, C., Becklin, E. E., et al. 1999, *ApJL*, 512, L69
- Luhman, K. L., Burgasser, A. J., & Bochanski, J. J. 2011, *AJ*, 730, L9
- Luhman, K. L., Stauffer, J. R., & Mamajek, E. E. 2005, *AJ*, 628, L69
- Luhman, K. L., Patten, B. M., Marengo, M., et al. 2007, *ApJ*, 654, 570
- Mace, G. N., Kirkpatrick, J. D., Cushing, M. C., et al. 2013, *ApJ*, 777, 36
- Macintosh, B. A., Anthony, A., Atwood, J., et al. 2012, *Proc. SPIE*, 8446, 84461U
- Malo, L., Doyon, R., Lafrenière, D., et al. 2013, *ApJ*, 762, 88
- Malo, L., Artigau, É, Doyon, R., et al. 2014, *ApJ*, (arXiv:1402.6053)
- Mann, A. W., Brewer, J. M., Gaidos, E., Lépine, S., & Hilton, E. J. 2013, *AJ*, 145, 52
- Marley, M. S., Saumon, D., & Goldblatt, C. 2010, *ApJL*, 723, L117
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T. S., et al. 2008, *Sci*, 322, 1348

- Marois, C., Zuckerman, B., Konopacky, Q. M., Macintosh, B., & Barman, T. S. 2010, *Natur*, 468, 1080
- McCaughrean, M. J., Close, L., Scholz, R.-D., et al. 2004, *A&A*, 413, 1029
- Mentuch, E., Brandeker, A., van Kerkwijk, M. H., Jayawardhana, R., & Hauschildt, P. H. 2008, *ApJ*, 689, 1127
- Messina, S., Desidera, S., Turatto, M., Lanzafame, A. C., & Guinan, E. F. 2010, *A&A*, 520, 15
- Metchev, S. A., & Hillenbrand, L. A. 2006, *AJ*, 651, 1166
- Monet, D. G., Levine, S. E., Canzian, B., et al. 2003, *AJ*, 125, 984
- Morley, C. V., Fortney, J. J., Marley, M. S., et al. 2012, *ApJ*, 756, 172
- Neuhäuser, R., & Schmidt, T. O. B. 2012, arXiv:1201.3537v1
- Newton, E. R., Charbonneau, D., Irwin, J., et al. 2014, *AJ*, 147, 20
- Norton, A. J., Wheatley, P. J., West, R. G., et al. 2007, *A&A*, 467, 785
- Perets, H. B., & Kouwenhoven, M. B. N. 2012, *AJ*, 750, 83
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icar*, 124, 62
- Preibisch, T., & Feigelson, E. D. 2005, *ApJS*, 160, 390
- Puget, P., Stadler, E., Doyon, R., et al. 2004, *Proc. SPIE*, 5494, 978
- Rafikov, R. R. 2009, *ApJ*, 704, 281
- Rajpurohit, A. S., Reylé, C., Allard, F., et al. 2013, *A&A*, 556, 15
- Rameau, J., Chauvin, G., Lagrange, A. M., et al. 2013, *ApJL*, 772, L15
- Rayner, J. T., Toomey, D. W., Onaka, P. M., et al. 2003, *PASP*, 115, 362
- Reid, I. N., Hawley, S. L., & Gizis, J. E. 1995, *AJ*, 110, 1838

- Reipurth, B., & Clarke, C. 2001, *AJ*, 122, 432
- Reyl , C., Delorme, P., Willott, C. J., et al. 2010, *A&A*, 522, A112
- Riaz, B., Gizis, J. E., & Harvin, J. 2006, *AJ*, 132, 866
- Riedel, A. R., Murphy, S. J., Henry, T. J., et al. 2011, *ApJ*, 142, 104
- Roeser, S., Demleitner, M., & Schilbach, E. 2010, *AJ*, 139, 2440
- Roeser, S., Schilbach, E., Schwan, H., et al. 2008, *A&A*, 488, 401
- Rojas-Ayala, B., Covey, K. R., Muirhead, P. S., & Lloyd, J. P. 2012, *AJ*, 748, 93
- Rousselot, P., Lidman, C., Cuby, J. G., Moreels, G., & Monnet, G. 2000, *A&A*, 354, 1134
- Saumon, D., & Marley, M. S. 2008, *ApJ*, 689, 1327
- Saumon, D., Marley, M. S., Abel, M., Frommhold, L., & Freedman, R. S. 2012, *ApJ*, 750, 74
- Saumon, D., Marley, M. S., Cushing, M. C., et al. 2006, *ApJ*, 647, 552
- Schlieder, J. E., L pine, S., & Simon, M. 2012, *AJ*, 143, 80
- Schmitt, J. H. M. M., Fleming, T. A., & Giampapa, M. S. 1995, *ApJ*, 450, 392
- Schneider, J., Dedieu, C., Le Sidaner, P., Savalle, R., & Zolotukhin, I. 2011, *A&A*, 532, 79
- Sills, A., Pinsonneault, M. H., & Terndrup, D. M. 2000, *ApJ*, 534, 335
- Simons, D. A., & Tokunaga, A. 2002, *PASP*, 114, 169
- Spiegel, D. S., Burrows, A. S., & Milsom, J. A. 2011, *ApJ*, 727, 57
- Stamatellos, D., Hubber, D. A., & Whitworth, A. P. 2007, *AJ*, 382, L30
- Stamatellos, D., & Whitworth, A. P. 2009, *MNRAS*, 392, 413
- Stephens, D. C., Leggett, S. K., Cushing, M. C., et al. 2009, *ApJ*, 702, 154
- Suzuki, R., Tamura, M., Suto, H., et al. 2009, in *AIP Conf. Proc.* 1158, 293

- Terrien, R. C., Mahadevan, S., Bender, C. F., et al. 2012, *ApJL*, 747, L38
- Tokunaga, A. T., & Vacca, W. D. 2005, *PASP*, 117, 421
- Vacca, W. D., Cushing, M. C., & Rayner, J. T. 2003, *PASP*, 115, 389
- van Dam, M. A., Sasiela, R. J., Bouchez, A. H., et al. 2006, *Proc. SPIE*, 6272, 627231
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 1999, *A&A*, 349, 389
- Wahhaj, Z., Liu, M. C., Biller, B. A., et al. 2011, *ApJ*, 729, 139
- Weinberg, M. D., Shapiro, S. L., & Wasserman, I. 1987, *AJ*, 312, 367
- West, A. A., Hawley, S. L., Bochanski, J. J., et al. 2008, *AJ*, 135, 785
- White, R. J., & Basri, G. S. 2003, *ApJ*, 582, 1109
- Wizinowich, P. L., Chin, J., Johansson, E., et al. 2006, *Proc. SPIE*, 6272, 627209
- Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., et al. 2010, *AJ*, 140, 1868
- Yee, J. C., & Jensen, E. L. N. 2010, *ApJ*, 711, 303
- Yurchenko, S. N., & Tennyson, J. 2014, *MNRAS*, 1401, 4852
- Zickgraf, F. J., Engels, D., Hagen, H. J., Reimers, D., & Voges, W. 2003, *A&A*, 406, 535
- Zuckerman, B., Rhee, J. H., Song, I., & Bessell, M. S. 2011, *ApJ*, 732, 61
- Zuckerman, B., & Song, I. 2004, *ARA&A*, 42, 685
- Zuckerman, B., Song, I., & Bessell, M. S. 2004, *ApJL*, 613, L65

Chapitre 4

A SEARCH FOR PHOTOMETRIC VARIABILITY IN THE YOUNG T3.5 PLANETARY-MASS COMPANION GU PSC b

Marie-Eve Naud^{1*}, Étienne Artigau¹, Jason Rowe¹, René Doyon¹, Lison Malo^{1,2}, Loïc
Albert¹, Jonathan Gagné^{3,4}, Sandie Bouchard¹

¹ *Institut de recherche sur les exoplanètes, Département de physique, Université de Montréal, Montréal, QC H3C 3J7,
Canada*

² *Canada-France-Hawaii Telescope, 65-1238 Mamalahoa Hwy, Kamuela Hawaii, 96743, USA*

³ *Department of Terrestrial Magnetism, Carnegie Institution for Science, 5241 Broad Branch Road NW, Washington,
DC 20015, USA*

⁴ *NASA Sagan Fellow*

Received 2016 November 17; accepted 2017 July 31; published 2017 September 8

Publié dans *The Astronomical Journal*

8 septembre 2017, Volume 154:4, article ID 138

Reproduit avec la permission de l'AAS

4.1 Abstract

We present a photometric J -band variability study of GU Psc b, a T3.5 co-moving planetary-mass companion ($9\text{--}13 M_{\text{Jup}}$) to a young (~ 150 Myr) M3 member of the AB Doradus Moving Group. The large separation between GU Psc b and its host star ($42''$) provides a rare opportunity to study the photometric variability of a planetary-mass companion. The study presented here is based on observations obtained from 2013 to 2014 over 3 nights with durations of 5–6 hours each with the WIRCam imager at Canada-France-Hawaii Telescope. Photometric variability with a peak-to-peak amplitude of $4 \pm 1\%$ at a timescale of ~ 6 h was marginally detected on 2014 October 11. No high-significance variability was detected on 2013 December 22 and 2014 October 10. The amplitude and timescale of the variability seen here, as well as its evolving nature, is comparable to what was observed for a variety of field T dwarfs and suggests that mechanisms invoked to explain brown dwarf variability may be applicable to low-gravity objects such as GU Psc b. Rotation-induced photometric variability due to the formation and dissipation of atmospheric features such as clouds is a plausible hypothesis for the tentative variation detected here. Additional photometric measurements, particularly on longer timescales, will be required to confirm and characterize the variability of GU Psc b, determine its periodicity and to potentially measure its rotation period.

Keywords: planets and satellites: atmospheres – planets and satellites: gaseous planets – stars: individual (GU Psc) – techniques: photometric

4.2 Introduction

The study of photometric variability is a unique and powerful technique to explore the nature and dynamics of exoplanet and brown dwarf atmospheres. Notably, photometric variability is a common method to constrain the presence and evolution of clouds on an unresolved body, which can play a crucial role in shaping the observed atmospheric spectra.

In the brown dwarf regime, the detection of photometric variability is common. It has been previously demonstrated in large-sample surveys (Metchev et al. 2015; Radigan et al. 2014; Radigan 2014; Wilson et al. 2014; Girardin et al. 2013) that, as suggested by atmosphere

models (Showman & Kaspi 2013), a significant fraction of field brown dwarfs display large amplitude photometric variations in the infrared, especially at the L/T transition. Notable examples include SIMP J013656.57+093347.3 (SIMP 0136 hereafter), a T2.5 isolated object¹ that has been shown to display a J -band variation up to 6% peak-to-peak over a period of 2.4 hours (Croll et al. 2016; Metchev et al. 2013; Apai et al. 2013; Artigau et al. 2009), 2MASS J21392676+0220226 (2MASS J2139 hereafter), a T1.5 displaying a peak-to-peak variability as large as 26% in J band over 7.7 hours (Radigan et al. 2012); and WISE J104915.57-531906.1 (Luhman 16B), a T0.5 that shows a $> 10\%$ peak-to-peak amplitude variability with a ~ 5 h period in the near-infrared (Gillon et al. 2013; Burgasser et al. 2014; Buenzli et al. 2015). The cooler T6.5 2MASS J22282889-431026 (2M 2228 hereafter; Buenzli et al. 2012) shows rapid variability (period 1.4 h) in the near- and mid-infrared bands with peak-to-peak amplitudes ranging from 1.45% to 5.3%. Recently, the Y0 dwarf WISE J140518.39+553421.3 was found to be variable at the 7% level (peak-to-peak) on a 8.5 h period, in the Spitzer Infrared Array Camera (IRAC) [3.6] and [4.5] bands (Cushing et al. 2016).

The most common explanation for the observed short-term variability of brown dwarfs is the presence of a non-uniform cloud cover in the atmosphere (Apai et al. 2013). Doppler imaging allowed to obtain a two-dimensional map of Luhman 16B, the nearest known brown dwarf (~ 2 pc). It exhibits large-scale bright and dark regions that evolve with time and that naturally explain the observed photometric variability (Crossfield et al. 2014). Fluctuations in the temperature of the atmosphere could provide an alternative explanation for objects outside of the L/T transition (Robinson & Marley 2014). Variability of 2M 2228 could be explained by a combination of patchy sulphide clouds and hot spots (Morley et al. 2014; Robinson & Marley 2014). Regardless of the underlying physical mechanism, variability is in all cases primarily produced by modulation due to rotation, which brings regions with different physical properties in and out of sight.

Variability in T dwarfs was also detected on longer timescales of days to months for most isolated objects studied over such long periods. SIMP 0136 is an extreme example with a

1. This object, initially thought to be a field brown dwarf, was recently shown to be a likely member of the ~ 200 Myr old Carina-Near association, and is thus in all likelihood below the planetary-mass threshold of $\sim 13 M_{\text{Jup}}$ (Gagné et al. 2017).

peak-to-peak amplitude varying between less than 1% to more than 6% over the 6 years it was studied (Croll et al. 2016; Metchev et al. 2013; Apai et al. 2013; Artigau et al. 2009). The evolution of variability is thought to be due to large-scale evolution of weather patterns on the surface. In our Solar System, simultaneous disk-integrated and resolved photometric studies of the ice giant Neptune suggested that the short- and long-term evolution of cloud structures on the surface of planets generate variations in the photometric light curves on timescales of hours to months (Simon et al. 2016).

Future instruments on ground-based 30 m-class telescopes and JWST will allow more in-depth photometric variability studies of directly-imaged exoplanets (Kostov & Apai 2012). However, variability studies are currently very challenging to perform on the majority of known giant exoplanets because of the proximity to their host star (e.g., see observations of HR 8799 by Apai et al. 2016). The detection of a photometric modulation in 2MASS J12073346-3932539 b (hereafter 2M 1207 b; Zhou et al. 2016) illustrates that a reliable detection of the rotation-induced modulation can however be obtained, at least for the most favorable geometries.

The discovery of free-floating planetary-mass objects allows extending photometric variability studies into the low-gravity regime. In their Spitzer program studying 44 L3–T8 brown dwarfs, Metchev et al. (2015) identified a tentative correlation between low-gravity objects and large-amplitude variability. Biller et al. (2015) found the first evidence for variability for a low-gravity object, PSO J318.5-22, a late L planetary-mass object and member of the very young β Pictoris moving group (~ 20 Myr). They found the planetary-mass object to be variable with a large amplitude, of 7% to 10% peak-to peak in J_S band, at two different epochs. Another low-gravity dwarf, the L6 WISEP J004701.06+680352.1 (W0047 hereafter), was also found to be variable with a very large amplitude in the near-infrared (8% peak-to-peak; Lew et al. 2016). These low-gravity L dwarfs display larger amplitude variability than most variable field L-type brown dwarfs, suggesting that, in agreement with Metchev et al. (2015), young, dusty L planetary-mass objects could be more variable than their older counterparts of similar colors. The recent finding that the highly variable SIMP 0136 is in all likelihood also young (given its probable membership to the 200 Myr association Carina-Near; Gagné et al.

2017), could suggest this hypothesis extends for early T dwarfs. This thus calls for further observations of these young objects.

GU Psc b is a $T_{3.5 \pm 1}$ planetary-mass companion at a separation of $42''$ (2000 AU at 48 pc) from the young M3 star GU Psc, a member of the young (~ 150 Myr; Bell et al. 2015) AB Doradus moving group (ABDMG). This very wide companion was identified from its distinctively red $i' - z' > 3.5$ color from the PSYM-WIDE survey carried on Gemini-South/GMOS (M.-E. Naud et al., accepted for publication in AJ) and confirmed to be co-moving with multi-epoch WIRCam J -band astrometry (Naud et al. 2014). Given its estimated $T_{\text{eff}} \sim 1050$ K and the young age inferred from its membership to ABDMG, its estimated mass is at the high-end of the planetary-mass regime (9–13 M_{Jup}).

GU Psc b has a similar mass to closer-in giant exoplanets revealed by high-contrast imaging and isolated planetary-mass objects. Besides, it shares similar spectral features to much older and massive field brown dwarfs at the L/T transition. Its study allows to investigate for connections between these two types of objects. As it is one of a few dozen exoplanets that have been directly imaged and one rare case among those that were detected without the aid of adaptive optics, GU Psc b presents an opportunity to study the light curve of an exoplanet similarly to what was done for older early T dwarfs with current instruments.

Previous observations presented by Naud et al. (2014) showed no J -band variability above 150 mmag (at a 3σ confidence level) over 3 epochs spanning 11 months. This paper presents the first dedicated monitoring of the broad-band photometric variability of GU Psc b. In §4.3, observations obtained at the Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) in 2013–2014 are described. The light curves obtained are presented in §4.4. In §4.5, the analysis of these light curves is detailed. Finally, the importance of this result in light of other recent variability studies is discussed in §4.6, and future observations that could reveal additional insights on the atmospheric dynamics of planetary-mass objects are suggested.

4.3 Observations and Data Reduction

Observations of GU Psc b were obtained through Director’s discretionary time at the Canada-France Hawaii Telescope (CFHT)² with the near-infrared camera WIRCam (Puget et al. 2004). Since rotation periods for young low-mass companions are still largely unknown, the longest continuous observation span that could be secured continuously on CFHT was requested. Three 5–6 h *J*-band observing periods on 3 different nights were obtained: on 2013 December 22, on 2014 October 10 and 2014 October 11 (see Table 4.1). Long exposure times (50 s in December 2013 and 60 s in October 2014) were used in order to achieve the best possible signal-to-noise for this faint target ($J_{MKO} = 18.12$, Naud et al. 2014).

WIRCam is equipped with four 2048×2048 pixels HAWAII 2RG detectors (pixel scale of 0.307"/pixel) spanning a field of view of 20' × 20'. The target was kept approximately at the same position in an area clean of cosmetic defects in the northwest detector for the complete duration of a given observation epoch, using the WIRCam staring mode (Devost et al. 2010). WIRCam was purposely slightly defocused relative to the best focus position of the primary mirror, just enough to stabilize the PSF in the event of changing seeing conditions while keeping the PSF Gaussian and ensuring that the flux remained significantly above the sky level. The dialed defocus was 0.20 mm and never drifted more than 0.05 mm from the telescope model position, which ensured that the PSF had a minimum FWHM of 2.2 ± 0.5 pixels. Appropriate master twilight flats and darks were obtained in the standard CFHT calibration sequences. In December 2013, sky observations were obtained but they did not allow to improve the quality of the results and were thus not used. No further sky observations were obtained in October 2014.

The IDL Interpreter of WIRCam Images (I’iwi v2.1.200³) was used for preprocessing of the raw data including dark subtraction, flat fielding with twilight flat, bad pixel mapping and non-linearity correction.

2. Run IDs 13BD91 and 14BD88.

3. See <http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Imaging/WIRCam/IiwiVersion1Doc.html>

TABLE 4.1 Observation Log

Date (UTC)	Time start	t_{exp} (sec)	Total duration (h)
2013 Dec. 22	04:41:22	50.0	5
2014 Oct. 10	8:40:37	60.0	6
2014 Oct. 11	7:07:20	60.0	6

4.4 Results

4.4.1 Raw Light Curves

IDL procedures were used to perform aperture photometry on the target for each individual exposure. The same operation was performed on 40 stars identified in the field, located close to the target on the same detector and with a brightness between 0.1 and 10 times that of the target (see Figure 4.1).

The position and FWHM of all stars at each time step were first determined using the IDL procedure `MPFIT2DPEAK`, which adjusts a 2D Gaussian profile at the approximate position identified manually. The IDL procedure `APER` was then used to do aperture photometry and extract the raw light curves. An aperture fixed in size (rather than a multiple of the changing FWHM) located at the median position was adopted all along the observations of a given epoch. This aperture proved to generate the most stable light curves, even though the precise position of the stars and the FWHM of their PSF varied during the observation (see Figure 4.2 for 2011 October 11, and Figures 4.10 in the Appendix for 2013 December 22 and 2014 October 10).

Apertures of various sizes ranging from a radius of 1 to 8 pixels were tested. An aperture of 3 pixels was selected. This aperture is small enough to minimize the Poisson noise for our faint target (sky-background dominated) but large enough to avoid systematic errors due to the loss of flux caused by slight displacements of the star and variations in the seeing at a given epoch and across the field. Annuli with inner and outer sky radii of 4.5 and 9 pixels were used to measure the sky contribution. The measured flux was converted to a relative flux by dividing the entire light curve of every star by its median. The raw light curve generated for

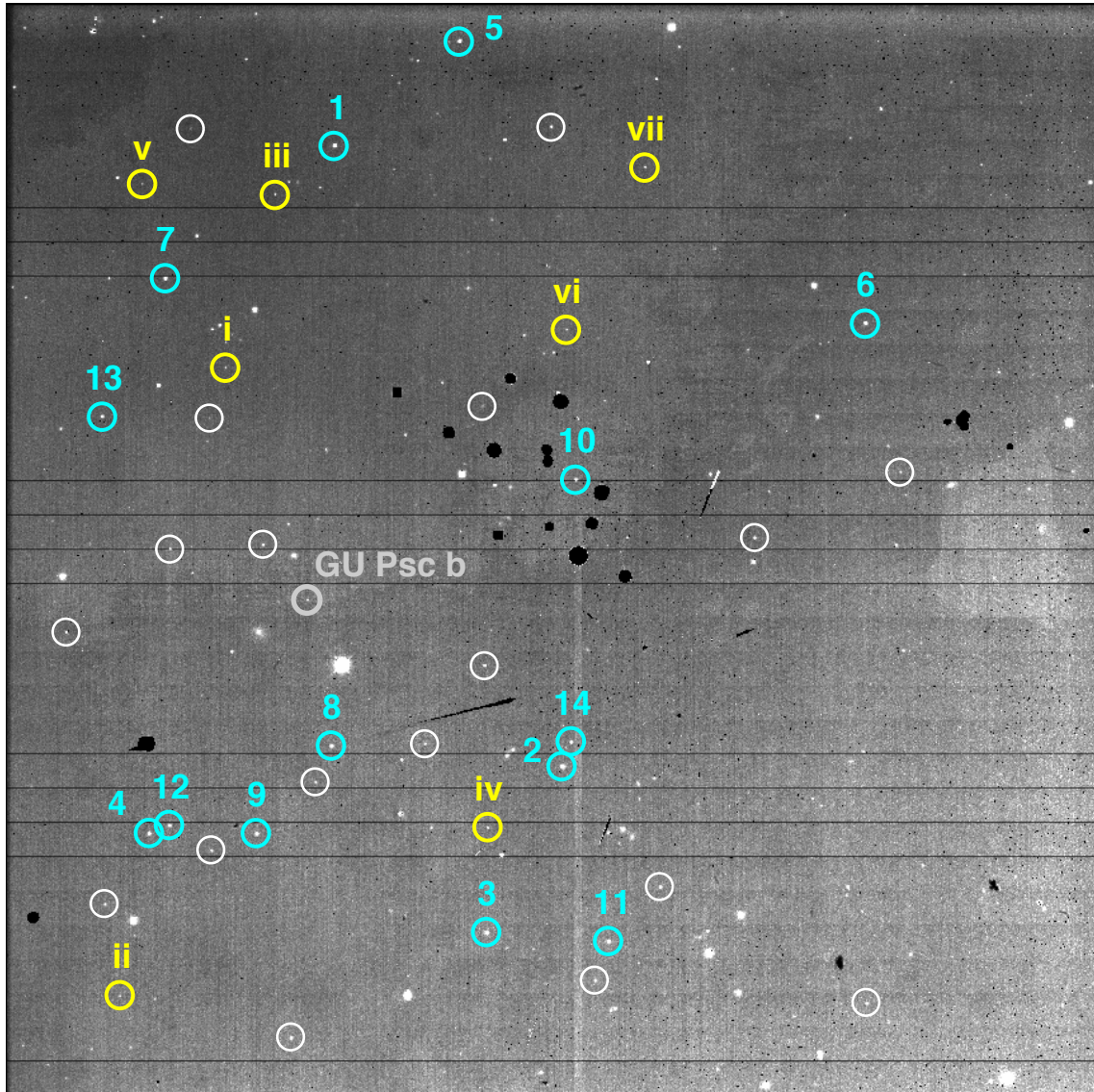


FIGURE 4.1 Deep image of the field observed in J band with WIRCam (stack of the 6-hours 2014 October 11 epoch). The field shown is the northwest detector of WIRCam (#77) and is $10'$ on a side. GU Psc b and the 40 stars considered in the analysis are circled. Among these stars were selected 14 *reference stars*, high SNR stars that are in the 2MASS catalog that were used to correct the light curves. They are the same for the three observation runs. They are identified in cyan and numbered 1 to 14. Seven *comparison stars*, with a brightness similar to GU Psc b, used to validate the results, are circled in yellow and numbered i to vii.

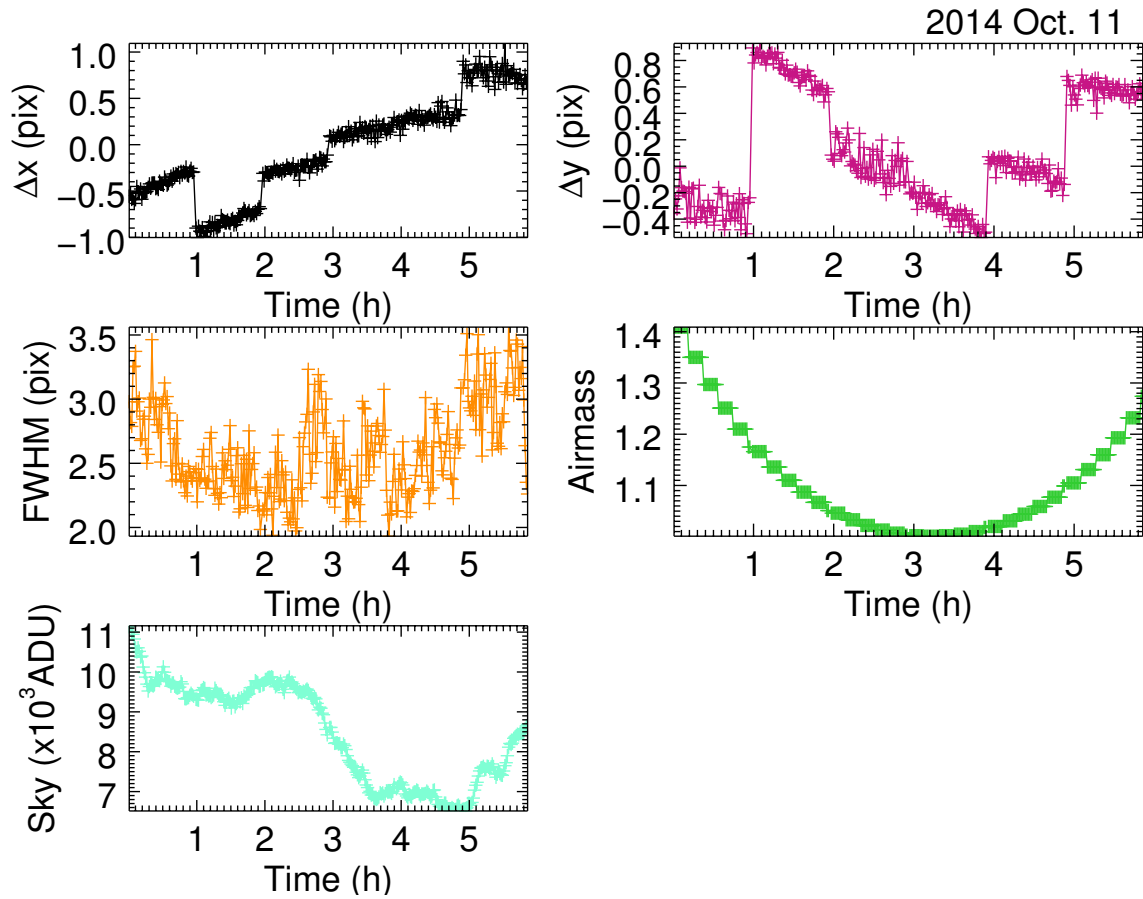


FIGURE 4.2 Variation of different external parameters during the 2014 October 11 epoch. The variation of the x and y positions on the chip (median of all stars), FWHM, airmass and sky level (ADU) are shown. Similar figures for the two other nights are shown in the Appendix.

GU Psc b on 2014 October 11 is shown in Figure 4.3. The raw curves for the two other nights are shown in Figure 4.11 of the Appendix. Among the 40 stars initially identified for which a raw light curve was extracted (all stars circled in Figure 4.1), seven stars with a brightness similar to that of GU Psc b (85 to 130% of the flux of the target, identified by yellow circles and roman numerals in Figure 4.1) were selected as *comparison stars*. Their median raw light curve is also displayed in Figure 4.3. A set of 14 *reference stars* were also selected, consisting of bright stars that have a high signal-to-noise ratio (larger than ~ 60 per measurement), that are not obviously variable and that are listed in the 2MASS catalog (identified by cyan circles and arabic numerals in Figure 4.1). Their characteristics are listed in Table 4.2 and their median raw light curve is shown in Figure 4.3. The reference stars are used to correct the raw light curves of GU Psc b and comparison stars (see section 4.5 for more detail on the procedure used to do so).

TABLE 4.2 Selected Reference Stars

2MASS Designation	ID ^a	Distance from target (')	R.A. (deg)	Decl. (deg)	2MASS	
					<i>J</i>	<i>K_s</i>
J01123542+1708511	1	4.33	18.148	17.148	15.514	14.5490
J01122636+1702556	2	2.90	18.110	17.049	15.481	14.8010
J01122937+1701205	3	3.61	18.122	17.022	15.638	14.8110
J01124286+1702189	4	2.69	18.179	17.039	15.808	15.4340
J01123039+1709489	5	5.48	18.127	17.164	15.852	15.2760
J01121425+1707070	6	5.91	18.059	17.119	15.825	15.1590
J01124214+1707359	7	3.35	18.176	17.127	16.133	15.4240
J01123560+1703082	8	1.41	18.148	17.052	16.099	15.2590
J01123859+1702178	9	2.29	18.161	17.038	16.027	15.3530
J01122580+1705389	10	2.79	18.108	17.094	16.408	15.8430
J01122456+1701154	11	4.34	18.102	17.021	16.520	16.1250
J01124208+1702228	12	2.53	18.175	17.040	16.921	15.4570
J01124468+1706169	13	2.63	18.186	17.105	16.662	15.5090
J01122599+1703093	14	2.86	18.108	17.053	16.333	15.4090

Note ^aThe ID refers to Figure 4.1

The variations of several external parameters such as the position on the detector, seeing, airmass and temperature were also monitored to study their possible effect on the data (Figure 4.2). The variation of positions, which were found to be similar for stars on the same detector (Figure 4.2 shows the median of all stars), arises partly from the WIRCam science acquisition

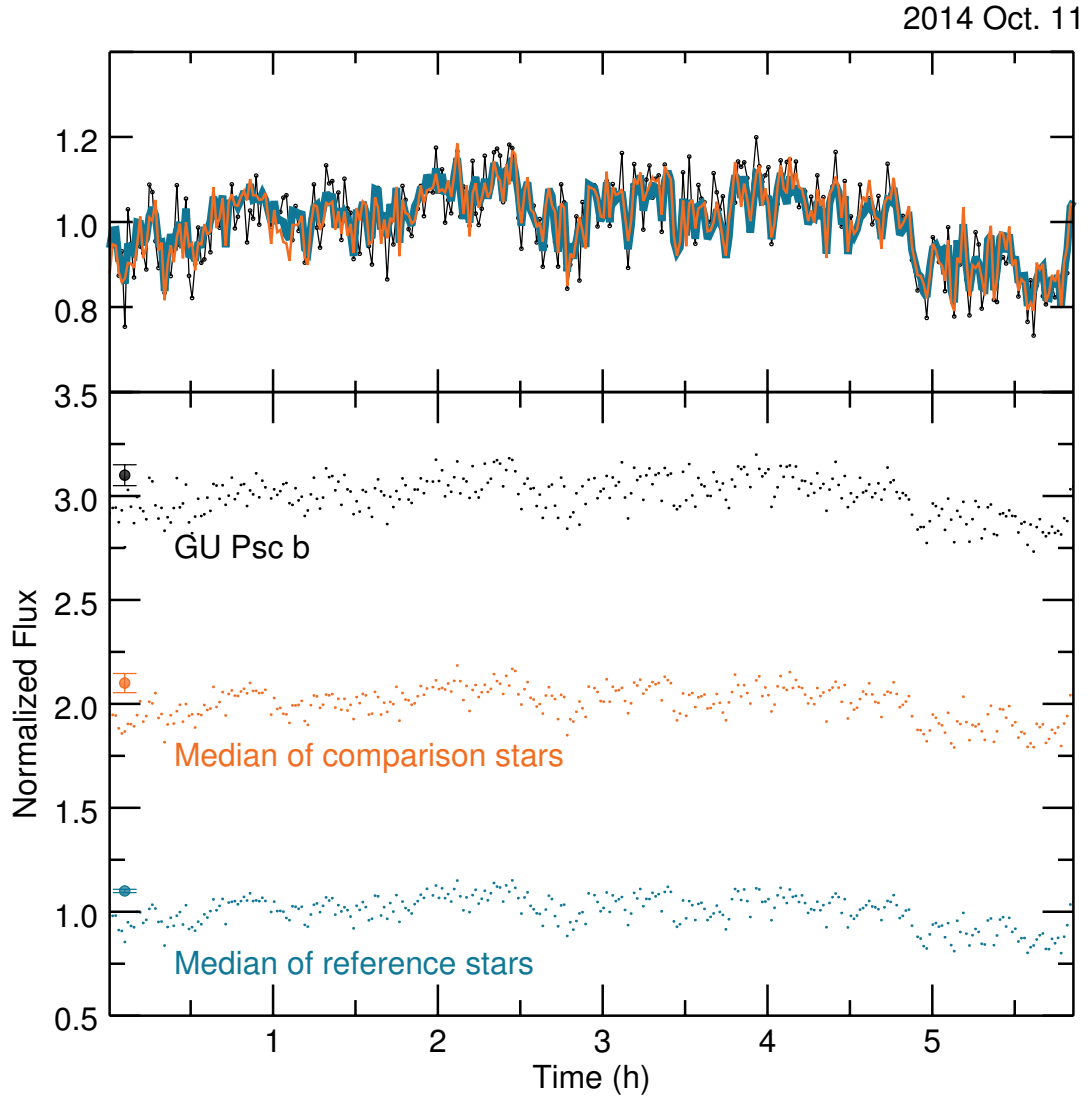


FIGURE 4.3 Bottom panel: Raw normalized light curves for GU Psc b (top curve, in black), the median of comparison stars (middle curve, in orange) and the median of all reference stars (bottom curve, in cyan), for 2014 October 11. GU Psc b and comparison star median curves have been offset for clarity. Top panel: The same curves, overplotted over one another, GU Psc b is the black curve, with dot symbols, the median of the reference stars is the thick dark cyan line, and the median of the comparison stars is the thin orange pale line. The raw curves for the two other nights are shown in the Appendix.

sequence. At the end of each observing sequence (about 1 h), the position of the pointing was adjusted. That can be seen for example on 2014 October 11 by the variation of the y position every hour. The measured FWHM of the PSF also varied during a given epoch due to the changing seeing. The median FWHM of the PSF is 2.4 pixels for the first night, 2.3 pixels for the second night, and 2.5 pixels for the third. On the first night, an important degradation of the seeing can be seen ~ 4.5 h after the beginning of the observations. Observations were obtained at airmasses below 2.0.

4.5 Analysis

4.5.1 Principal Component Analysis

A common procedure to eliminate instrumental noise common to all observed stars is to divide the raw light curves by a reference curve, which is usually built from the mean or median of carefully selected reference stars (Radigan et al. 2014). However, in the present case, such a procedure leaves residual variability that is not likely of astrophysical nature, as patterns can be recognized in the “corrected” light curves of both GU Psc b and comparison stars, and seem correlated with external parameters.

A principal component analysis (PCA; Jolliffe 2002) was used to eliminate more efficiently this common instrumental noise. The raw light curves of the 14 reference stars were used as inputs in the IDL function `PCA`, which computes their covariance matrix and finds its eigenvectors (or Principal Components; PC) and eigenvalues. Principal components, which are orthogonal by construction, are ordered in decreasing contributions to the variance of the sample set. A few PCs usually contribute to most of the variance in the data, as was observed here, hence those with less significance were ignored. A Scree plot was used to determine how many PC to retain. This plot displays eigenvalues in decreasing order, and only the PCs that have a value in the steep decline, before a plateau is reached, are kept. For the three nights, 3/14 PCs were used, which accounted for more than 98% of the variance in all three cases. These PCs are displayed in Figure 4.4 for the third epoch, and in the Appendix (Figure 4.12) for the two other. It was verified that retaining one more or one less PC does not affect the

results significantly.

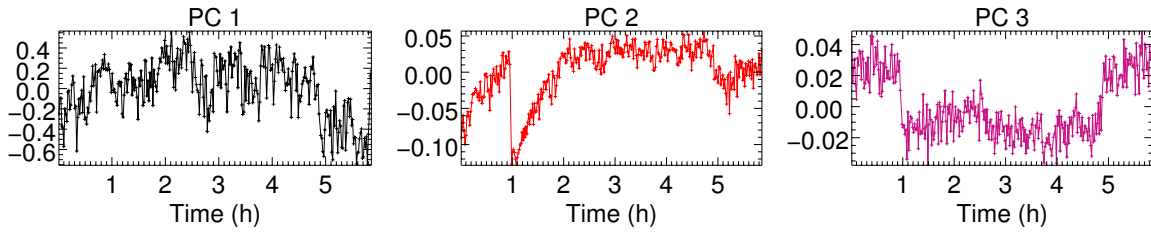


FIGURE 4.4 Most important Principal Components for 2014 October 11, obtained from the light curves of the 14 reference stars (identified with arabic numbers in Figure 4.1). Similar figures for the two other nights are shown in the Appendix.

Comparing the principal components to the variation of external parameters (shown in Figure 4.2) can shed light on what has the most effect on the observed common variability. The strongest effect is the variation of the seeing. The first PC shows an anti-correlation of $>95\%$ with the measured FWHM for the three epochs. A few other external parameters have recognizable patterns that can be found in the principal components. The jumps that are seen approximately at 1 and 5 hours in the Δy curve of Figure 4.2 (2014 October 11) can be seen in the second PC. Other varying parameters could have an impact as well, but the effect of the smoothly varying ones (sky level, airmass) are harder to disentangle.

4.5.2 Autocorrelation Analysis

The following procedure was applied to the reference stars to evaluate the presence of correlated noise in the light curves. An optimal reference light curve was built for each of the 14 reference stars using the linear combination of the 3 first principal components which minimizes the RMS of residuals in the corrected light curve. In each case, the reference star in question was excluded from the determination of the PC. Corrected light curves were obtained by subtracting the optimal reference light curve from the raw light curves. An autocorrelation analysis was carried on the residuals of these corrected light curves. Figure 4.5 shows the autocorrelation curves at all epochs for the median of the 14 stars. The analysis showed no evidence for noise correlation on timescales longer than 30 minutes. For timescales significantly longer than 30 minutes and variability amplitudes larger than the RMS of bright stars (0.5%

peak-to-peak), the noise can therefore be assumed to be white.

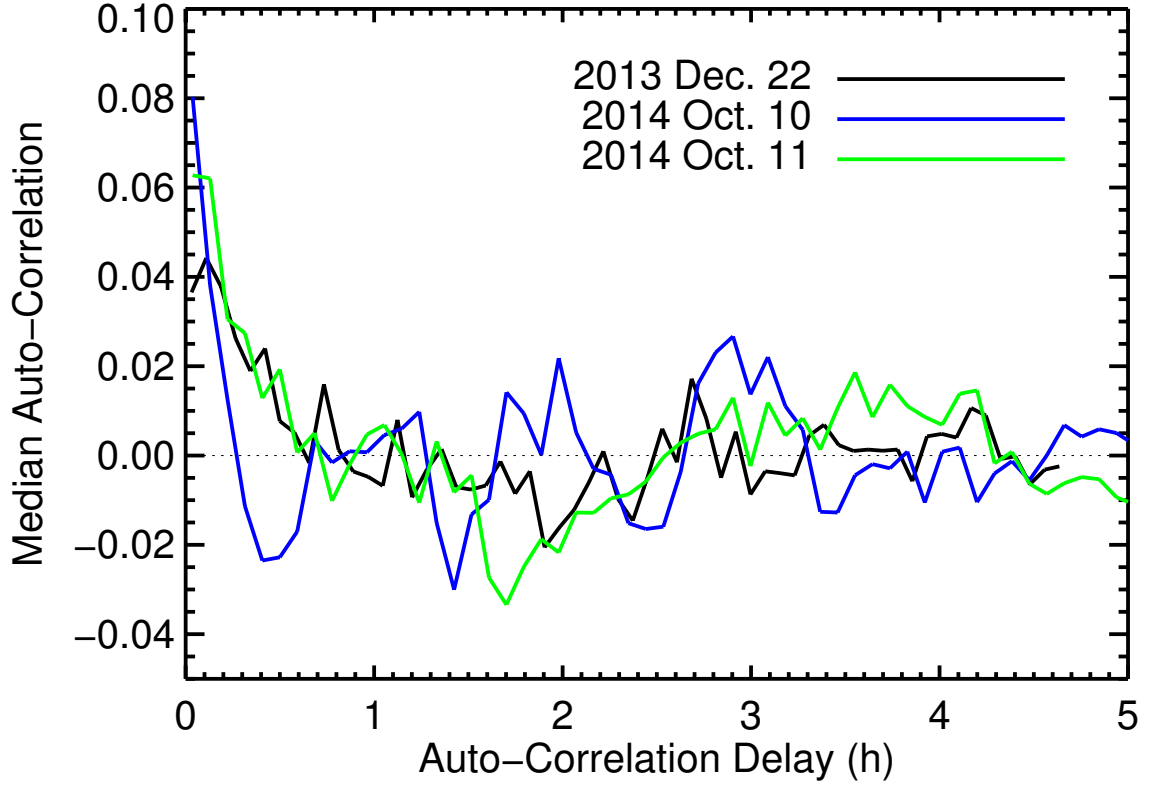


FIGURE 4.5 Result of the auto-correlation analysis that was carried. The reference star light curves residuals are used, after removal of the instrumental noise with PCA analysis. The median of the autocorrelation curves of the 14 reference stars is shown for each epoch.

4.5.3 Correcting for Instrumental Noise and Variability Modelling

Instrumental noise and astrophysical variability can often be correlated. A joint model was used to find simultaneously the scale of the PCs (to remove instrumental noise) and find the best fit to a possible intrinsic variability. This procedure allows to avoid problems caused by a correlation between the two. The model in question is described by:

$$m_i = A \cos \left[\frac{2\pi}{P} (t_i + t_0) \right] + \sum_{k=1}^3 B_k \omega_{ik} + C, \quad (4.1)$$

where A is the amplitude of intrinsic variability, P is the period and t_0 is the time offset. The three principal components (noted ω_{ik}) are scaled by B . Even if the lightcurves of many

variable brown dwarfs and planetary-mass companions are not sinusoidal, the present model was selected as a simplistic choice to search for stellar variability without overfitting the data. The model is rewritten in the following linear form to allow for a matrix inversion:

$$m_i = A_C \cos\left(\frac{2\pi}{P}t_i\right) + A_S \sin\left(\frac{2\pi}{P}t_i\right) + \sum_{k=1}^3 B_k \omega_{ik} + C, \quad (4.2)$$

with $A = \sqrt{A_S^2 + A_C^2}$ and

$$t_0 = \frac{P}{2\pi} \arccos\left(\frac{A_C}{\sqrt{A_C^2 + A_S^2}}\right). \quad (4.3)$$

The optimal parameters A , P , t_0 , B_1 , B_2 , B_3 and C are determined for periods ranging from ~ 10 minutes up to twice the total duration of the observation period (12 hours), in step of 6 minutes. The resulting peak-to-peak amplitude ($2A$) for each trial period are shown in Figure 4.6 for GU Psc b (solid blue line).

A Monte Carlo simulation was performed to evaluate the detection limits: the data points were shuffled randomly 10,000 times, and each new set of data was fitted again, yielding an amplitude for each trial. The 68%, 95% and 99.7% lines on Figure 4.6 for GU Psc b (dotted, dashed, dash dotted red lines) represent the amplitudes below which 68%, 95% and 99.7% of the simulations are found.

A ~ 4 – 5% peak-to-peak amplitude signal is detected at a period of ~ 6 h from the analysis for the third epoch. No significant variability is detected for GU Psc b on the first two epochs. A similar analysis for the comparison stars was also carried. Five of the seven stars show no variability at this level of significance on the three epochs. Star v shows a $> 3\sigma$ variation on the same date, around a period of 4.7 h and with a peak-to-peak amplitude of 4%, and a $\sim 3\sigma$ variation on 2014 October 10, with a period and an amplitude that are a bit smaller (3.9 h, 2.7%). Star i shows a $> 3\sigma$ variation at the third epoch as well, with a period of 2.7 h and a peak-to-peak amplitude of 2.5%.

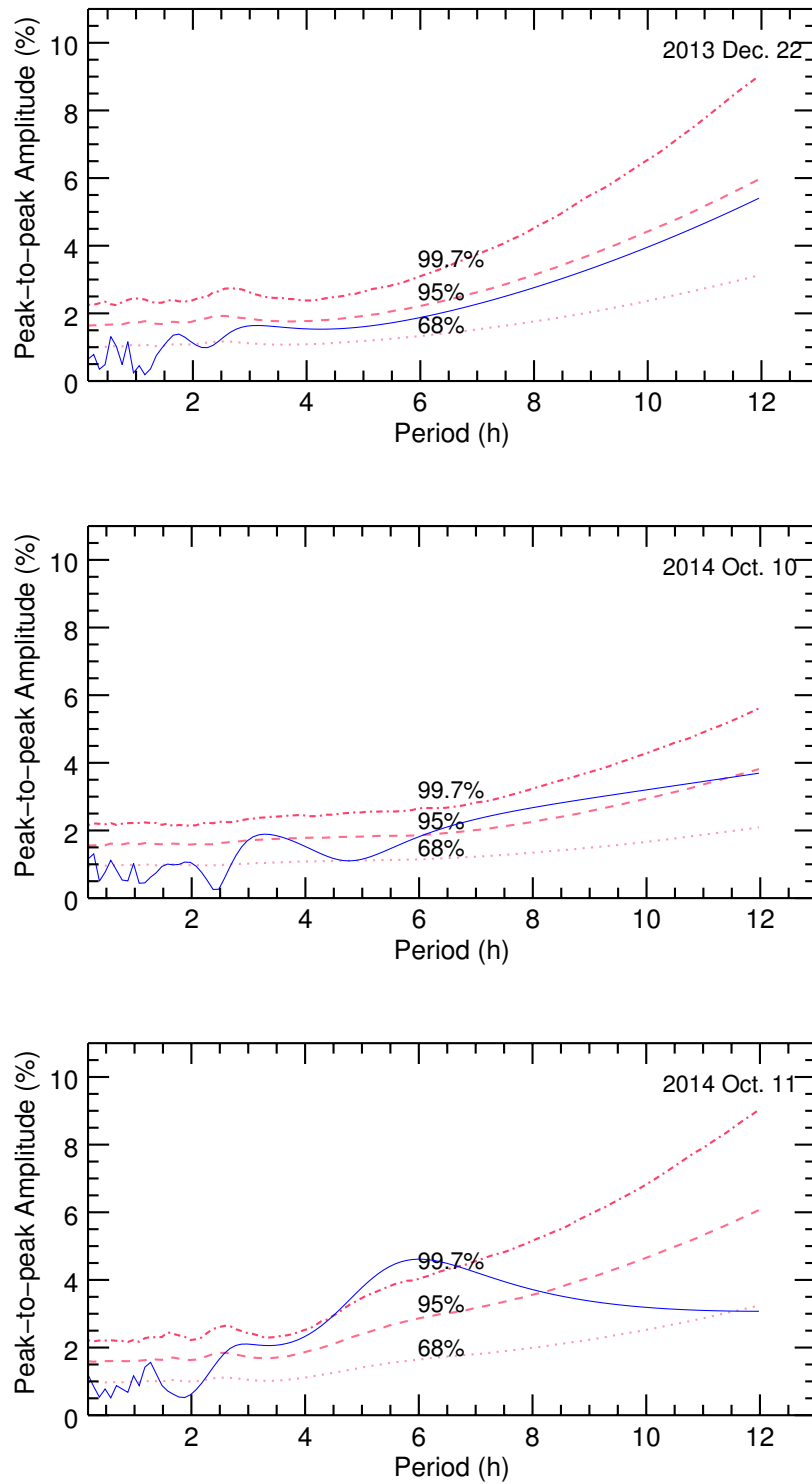


FIGURE 4.6 The amplitude of the best fit model for all periods tested on the light curve of GU Psc b (solid line), for the three epochs. We use the unbinned data in the fit and simulation. The 68%, 95% and 99.7% detection limits are also shown (dotted, dashed, dash dotted lines). No significant variability is detected (above the 99.7% limit) for the first and second nights. On the third night, a 4–5% peak-to-peak amplitude is seen around 6 h, just above the 99.7% limit.

4.5.4 Monte Carlo Markov Chain Analysis

A Monte Carlo Markov Chain (MCMC) analysis was carried out on GU Psc b 2014 October 11 light curve to assess confidence in the detection of variability and explore the parameter space and possible correlations between them. The model shown in equation 4.1 was used. Since the autocorrelation analysis showed no correlated noise, an uncorrelated Gaussian noise likelihood function was adopted, given by,

$$\log \mathcal{L} = -\frac{1}{2}n \log(2\pi) - n \log \sigma - \frac{1}{2} \sum_{i=1}^n \left(\frac{d_i - m_i}{\sigma} \right)^2, \quad (4.4)$$

where n is the number of observations, d_i the photometric measurements and m_i the model as given by Equation 4.1. An uncertainty σ , that is assumed constant thorough the entire observation period, was left as a free parameter in the model fits. The model has 8 free parameters: A , P , t_0 , B_1 , B_2 , B_3 , C and σ . Uniform priors were adopted but restrictions were applied: A was forced to be positive, P between 0 and 12 hours, t_0 between -10 and 20 hours, B_k , and C forced to be between -10 and 10 and σ was forced to be positive. The MCMC routine of Rowe et al. (2014) was adopted for the analysis. It uses the Metropolis-Hastings algorithm with a hybrid Gibbs and DE-MCMC sampler to efficiently handle correlated variables as described in Gregory (2010).

Three chains (sequences of "states" which have a given value for each parameter) with lengths of 50,000 were generated. A visual examination of the chains showed good mixture and the Gelman-Rubin convergence criteria yielded $R_c = 1.01$ or lower for all fitted parameters (a $R_c < 1.1$ is a good indicator that convergence was reached; Gelman & Rubin 1992; Brooks & Gelman 1998). Figure 4.7 displays histograms of the chain values for each parameter and scatter plots to unveil potential correlations between various parameters for GU Psc b on 2014 October 11. While it is apparent from Figure 4.7 that some parameters show some degree of correlation (e.g. B_2 and A), overall each parameter is characterized by a well-defined, peaked distribution. This shows that parameters are well bound given the light curve model adopted in our analysis. From this analysis, the variability of GU Psc b, as observed at this epoch, can be described by a cosine with a peak-to-peak amplitude of $4 \pm 1\%$ at a timescale of

~ 6 h. The MCMC calculations show that the posterior distribution for the period has a long tail towards large values, with larger periods becoming increasingly unlikely. At periods much longer than the span of observations, the cosine becomes increasingly degenerate with a straight line. The upper limit was increased from 12 to 20 hours and that did not change the 1 sigma uncertainties. However, it does demonstrate that it is not possible from the current observations to determine the true periodicity of the variability of GU Psc b. The mode and 1σ (68.27%) confidence intervals for all model parameters are reported in Table 4.3. This result is compatible to what was obtained in subsection 4.5.3.

TABLE 4.3 Model Parameters for GU Psc b on 2014 October 11 from MCMC analysis

Parameter	Median	+1 σ	-1 σ
$2A$ (%)	4	+1	-1
P (hours)	5.9	+0.7	-0.7
t_0 (hours)	4.1	+0.4	-0.2
B_1	0.30	+0.02	-0.01
B_2	-0.2	+0.1	-0.1
B_3	-0.2	+0.2	-0.2
C	1.000	+0.002	-0.003
σ	0.040	+0.002	-0.002

The MCMC routine was repeated for the two other epochs and each of the 7 comparison stars for all epoch. Median values of peak-to-peak amplitudes ($2A$) ranges from 1% to 4% where that of GU Psc b at the third epoch is the largest.

Figure 4.8 shows, for GU Psc b and all comparison stars, the raw light curves that have been corrected using the linear combination of the PCs with the median B_k coefficients from the MCMC analysis. Random states of the MCMC chains for the cosine model are overplotted in red. For GU Psc b, a significant signal can be seen by eye on the corrected light curve for 2014 October 11. A similar amplitude, albeit of longer period also seems visible on 2014 October 10, but this is not statistically significant. The light curves of most comparison stars appear less variable, by such an inspection. A notable exception is the third epoch of star v.

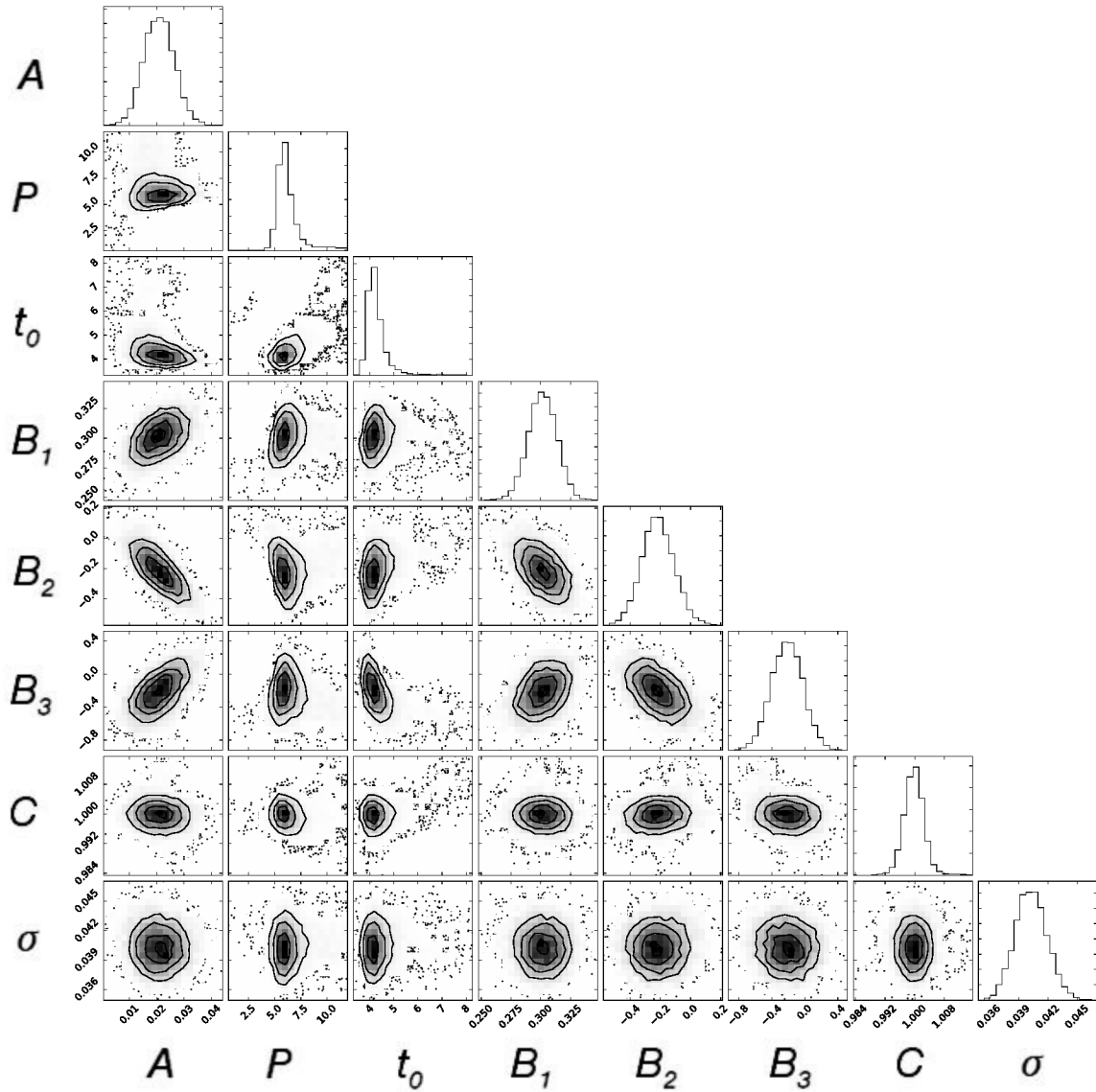


FIGURE 4.7 Distributions of parameters (the amplitude A , the period P , the time offset t_0 , the scale of the three principal components B_k , the constant C and the constant uncertainty σ) from the MCMC analysis of GU Psc b light curve on 2014 October 11. Scatter plots are produced for each pair of parameters and are a good diagnostic to reveal correlations between model parameters. For example, the amplitude A is correlated with B_2 . Histograms of the parameter distributions are also shown. They provide for each parameter a representation of the posterior distribution.

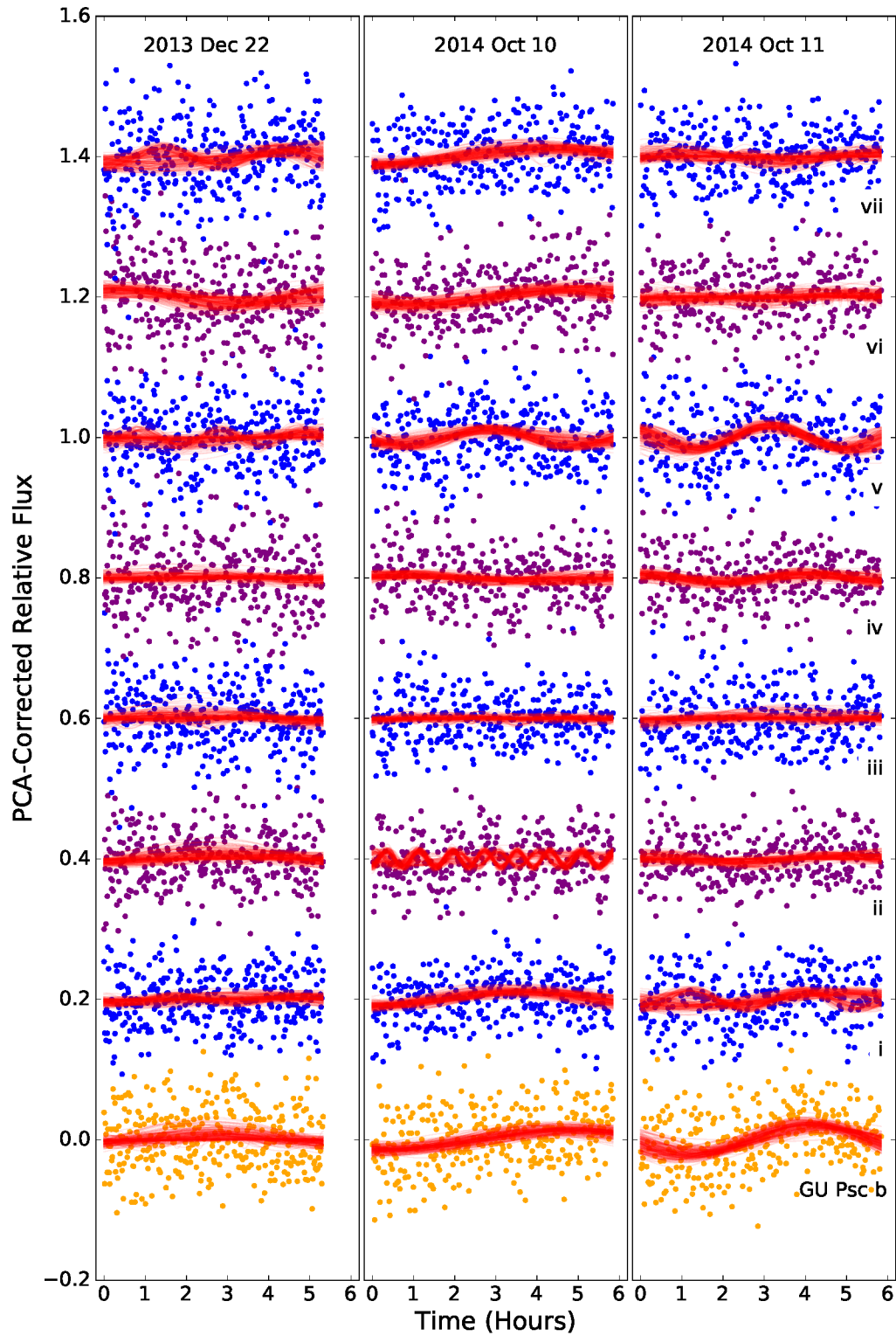


FIGURE 4.8 Corrected light curve for GU Psc b and the 7 comparison stars, for the three epochs. Common instrumental noise was removed using PCs with coefficients B_k based on the median MCMC values (yellow points for GU Psc b, blue and red points for comparison stars). Two hundred random states of the parameters of the cosine model are shown, overplotted in red, for each light curve. The ~ 6 h-signal can be seen readily for this corrected light curve for GU Psc b on 2014 October 11.

4.5.5 Bayesian Information Criterion

The maximum likelihood for two models was computed on the light curves of GU Psc b and the comparison stars in order to quantitatively assess the significance of the detection for GU Psc b at the third epoch. Model 1, the cosine model, used Equation 4.1 with A fixed to the median value from the MCMC analysis (7 degrees of freedom, DOF). Model 2 had A , P and t_0 fixed to zero, which is equivalent to fitting a flat line (a non-variable model) to the data simultaneously with principle components (5 DOF). The maximum likelihood was found using the L-BFGS-B code (Zhu et al. 1997). This code is a limited memory, quasi-Newton method that approximates the Broyden-Fletcher-Goldfarb-Shanno algorithm (Press et al. 1992). The Bayesian Information Criterion (BIC) was then computed for each star and each epoch with n data points with 7 DOF for model 1 and 5 DOF for model 2. The BIC penalizes model 1 for additional DOF. The difference between models 1 and 2 was computed. Figure 4.9 shows the $\Delta\text{BIC}=\text{BIC}_1-\text{BIC}_2$ versus amplitude for all stars at each epoch. Lower relative values of the BIC indicate a preferred model. According to Kass & Raftery (2012), a $|\Delta\text{BIC}|$ between 6 and 10 means one model is “strongly” favored over the other, while values above 10 means the best model is “very strongly” favored over the other. By far, the greatest $|\Delta\text{BIC}|$ (10.2) is found for GU Psc b on the third epoch, which means the cosine (variable) model with a peak-to-peak amplitude of 4.2% is strongly preferred over the flat line (non-variable) in that case. No other star/epoch show a variability of similar amplitude at this significance level.

4.6 Discussion

The high-precision photometry observations presented here suggest that GU Psc b, a young planetary-mass companion at the cool-end of the L/T transition, shows tentative variability on one of the three epochs it was observed (2014 October 11). The MCMC analysis suggests a variability with peak-to-peak amplitude of $4 \pm 1\%$ on a timescale of ~ 6 h. If confirmed, this would be among the first variability measurements of a planetary-mass companion, GU Psc b being a rare example that is amenable to such high-precision measurements. The observed variability patterns (amplitude, timescale, secular variability) of GU Psc b appear consistent

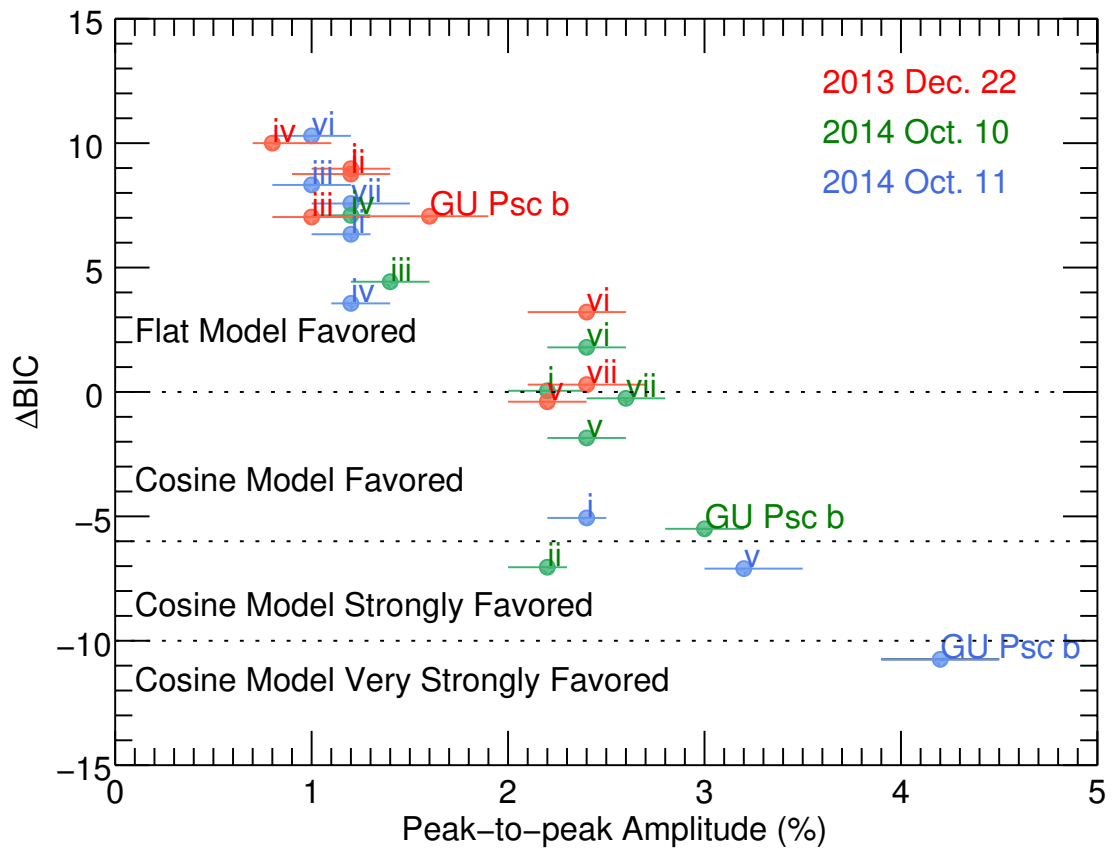


FIGURE 4.9 Result of the BIC analysis, that compares the best cosine model and a flat model for GU Psc b and the 7 comparison stars, for the three epochs versus the peak-to-peak amplitude of the cosine model considered. The ΔBIC of GU Psc b on the third epoch indicates the cosine model is below -10 , which means it is very strongly favored over the flat model, according to Kass & Raftery (2012) scale.

with those observed for brown dwarfs and planetary-mass objects. In the MCMC analysis, at least one of the seven comparison stars, star v, seems to vary significantly at the same epoch, on a shorter timescale and with a slightly lower amplitude. According to the BIC criterion, in that case, the cosine model is also favored over the straight line. The comparison stars, being randomly drawn in the field, are in all likelihood late-G, K or early M stars. Their $i-z$, $i-J$, $z-J$, $J-K$ colors, measured in WIRCam (Naud et al. 2014) and SDSS data, are consistent with that. It is thus plausible that the observed variability for comparison star v is also due to stellar variability (see e.g., McQuillan et al. 2014).

Based on their Spitzer survey of 44 field and young brown dwarfs, Metchev et al. (2015) confirmed that variability is widespread among L and T dwarfs, supporting the findings of Buenzli et al. (2014). They found that 31% of their single T0–T8 were variable with peak-to-peak amplitude between 0.2% and 4.6%, hence the amplitude suggested here for GU Psc b is expected if the mechanism at play in brown dwarfs extends to the planetary-mass regime. Radigan et al. (2014) and Radigan (2014) argue that strong variability is even more prevalent for the L/T transition brown dwarfs, at the limit of which GU Psc b lies.

It is not clear if young objects (often planetary-mass companions) display a similar variability as single field brown dwarfs. Metchev et al. (2015) suggested that in the L dwarf regime, the variable *low-gravity* Ls could have a higher variability amplitude than the variable *field* L dwarfs. In accordance with this finding, most of the field L dwarfs studied in the J band by Radigan et al. (2014) are not variable above the $\sim 2\%$ level. In contrast, the young, late L, free-floating planetary-mass object PSO 318.5-22 was discovered to be variable with a amplitude of 7–10% in the J band (Biller et al. 2015). Another young planetary-mass companion, 2M 1207 b, a mid to late-L type member of the TW Hya Association (~ 8 Myr; Chauvin et al. 2004; Gizis 2002), was also recently found to be variable in the near-infrared with an amplitude of 1.36% in the HST F125W (similar to J band) and 0.78% in the F160W filters (similar to H band; Zhou et al. 2016), as was the dusty L6 dwarf W0047, which was found to be variable with a peak-to-peak amplitude of 8% with the WFC3’s G141 grism, which covers 1.075–1.7 μm (Lew et al. 2016).

In the T dwarf regime, Metchev et al. (2015) did not find an increased variability frequency

or variability amplitude for young T dwarfs. They studied in the mid-infrared two planetary-mass companions that bear some similarities with GU Psc b. The T2.5 HN Peg B, near the deuterium-burning limit, was found to be variable with amplitudes of 0.77% and 1.1% in the [3.4] and [4.5] filters, respectively, while the late T dwarf Ross 458 (AB) c showed no variability above 1.4% and 0.7% in the same filters. Both companions are somewhat older than GU Psc b but do not have ages that are very well constrained (HN Peg B, 300 ± 200 Myr; Luhman et al. 2007; Leggett et al. 2008, Ross 458 (AB) c, 150–800 Myr, Burgasser et al. 2010). It could however be expected that the variability in the mid-infrared is smaller in amplitude than the variability in J band, where clouds of different temperatures and the atmosphere are expected to show the greatest contrast (Ackerman & Marley 2001; Marley et al. 2002). For example, with simultaneous near-infrared and Spitzer mid-infrared observations, Yang et al. (2016) showed that the amplitude in J band is 2–3 times higher than in the Spitzer wavelength for SIMP 0136+0933. This could thus suggest that HN Peg B would show variability in the J band with an amplitude similar to that measured here for GU Psc b. The fact that the T2.5 SIMP 0136+0933 has probably itself an age that is similar to GU Psc b (around ~ 200 Myr according to its plausible membership in Carina-Near) is also interesting, since it is one of the most variable object known.

No high-significance periodic variability was detected for the first two epochs, which were taken approximately 10 months and 1 day before third epoch. Large-scale evolution of weather patterns are suspected to cause long-term changes in the light curve, which may explain these findings. Most brown dwarfs monitored to date show an evolution of their light curve. The 6 yr-monitoring of SIMP 0136 showed that its peak-to-peak amplitude varied between $\sim 2\%$ to more than 10% (Croll et al. 2016; Metchev et al. 2013). Observations of 2MASS J2139 also suggest an evolution of its light curve over periods of several weeks (Radigan et al. 2012). Neptune, in the Solar System, also shows a secular variability (Simon et al. 2016). The fact that the variability observed on 2014 October 11 is not seen on 2014 October 10 with the same significance is also something that can be expected. Metchev et al. (2015) found that many of their variable brown dwarfs showed a evolution of their light curve over timescales of hours only. The T1 Luhman 16B also displays an important evolution from night to night in

the 12-days monitoring made with the TRAPPIST telescope (Gillon et al. 2013).

The likely variability detected here could be explained by rotation bringing features in and out of view. Brown dwarfs are known to have relatively short rotation periods, between 2 and ~ 20 h (Metchev et al. 2015). The Metchev et al. (2015) survey measured a period of 18 h for HN Peg B. GU Psc b could have a longer period because it is younger and thus has an inflated radius. For giant exoplanets, rotation periods are still largely unknown. Recently, near-infrared high resolution spectroscopic observations of Snellen et al. (2014) allowed to measure an equatorial rotation velocity of $V_{\text{spin}} = 25 \text{ km s}^{-1}$ for the $7 M_{\text{Jup}}$ exoplanet β Pictoris b. They assumed it has a 1.65 Jupiter radius, given that it is a member of the young association β Pictoris (< 25 Myr, Currie et al. 2013; Bonnefoy et al. 2013; Binks & Jeffries 2014; Malo et al. 2014b). They estimate a rotation period of about 8 h. In another young association (TW Hya), the young planetary-mass companion 2M1207b was recently observed to vary with a period of 10.7 h (Zhou et al. 2016) and the free-floating planetary-mass object PSO 318 allowed to constrain its period to >5 h (Biller et al. 2015). A period greater than ~ 6 h for GU Psc b would thus not be surprising.

Longer observations will be needed to confirm the variability of GU Psc b, its periodic nature and eventually better constrain the rotation period. GU Psc b is a prime target for long-term high-precision photometry observation on 8-m class telescopes, Spitzer and JWST. As GU Psc b seems to show variability in the J band, it would also be interesting to search for variability in other near-infrared or mid-infrared bands, as simultaneous observations in different bands allow to probe different layers of the atmosphere (Yang et al. 2016; Biller et al. 2013; Apai et al. 2013; Buenzli et al. 2012). GU Psc b has a $W2 = 15.41$ (Naud et al. 2014), so according to the typical performances achieved with Spitzer in Metchev et al. (2015) (Figure 7), this instrument would be able to detect a variability amplitude down to about 3 – 4% in the [4.5] band.

Acknowledgments

The authors would like to thank the CFHT staff for their precious help all along this project. They would also like to thank the anonymous referee and AAS statistics editors for

constructive comments and suggestions that improved the overall quality of the paper. This work was financially supported by the Natural Sciences and Engineering Research Council (NSERC) of Canada and the Fond de Recherche Québécois - Nature et Technologie (FRQNT; Québec). Based on observations obtained at CFHT with WIRCam. This publication makes use of data products from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center, and funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation, of the NASA's Astrophysics Data System Bibliographic Services, SIMBAD database, the VizieR catalog access tool and the SIMBAD database operated at CDS, Strasbourg, France.

Additional figures

Raw light curves, external parameters evolution and retained principal components for the first and second epochs are shown in the Figures 4.10, 4.11 and 4.12.

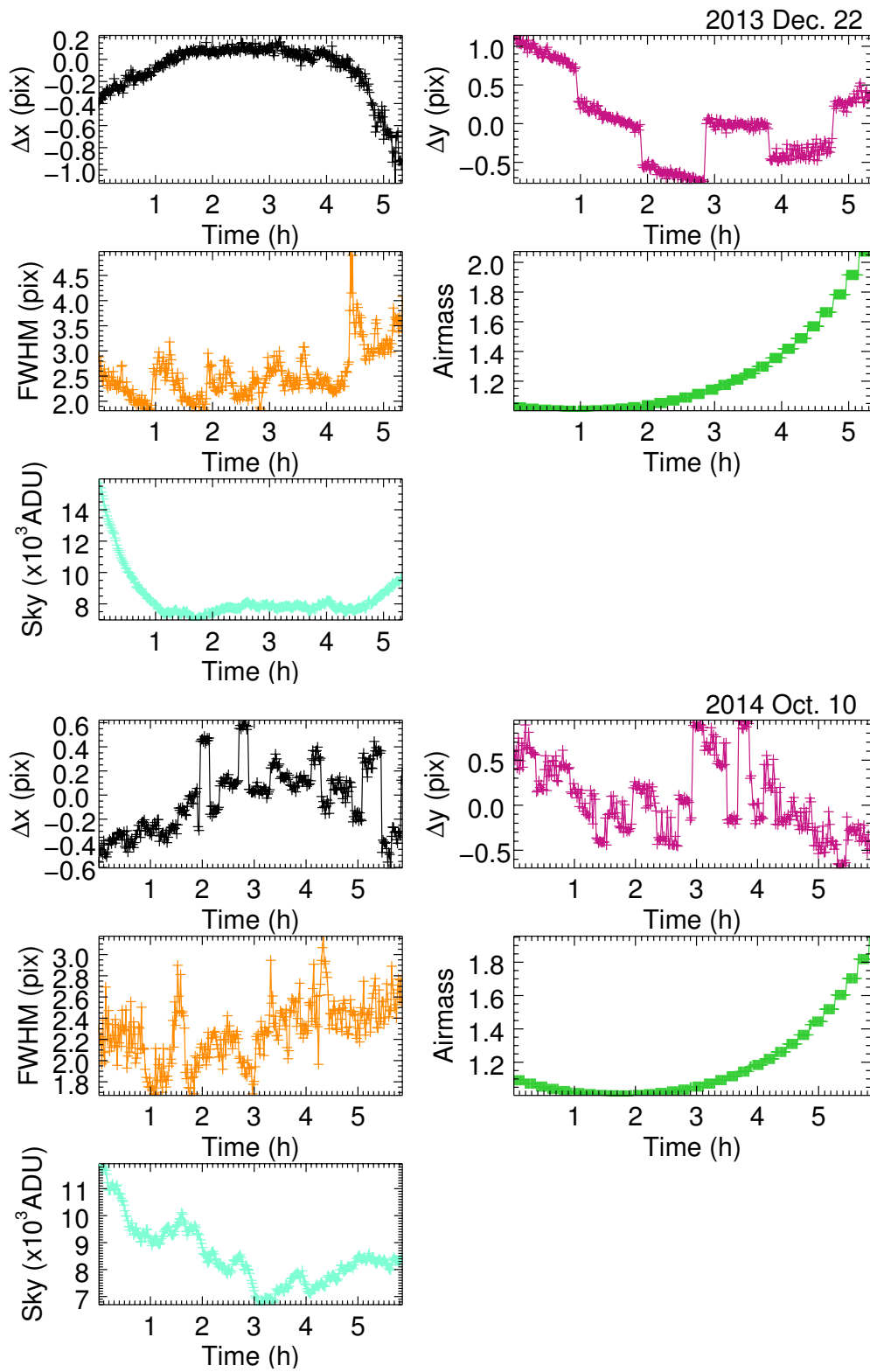


FIGURE 4.10 Variation of different external parameters for 2013 December 22 (top) and 2014 October 10 (bottom). The variation of the x and y positions on the chip (median of all stars), FWHM, airmass, sky level (ADU) are shown.

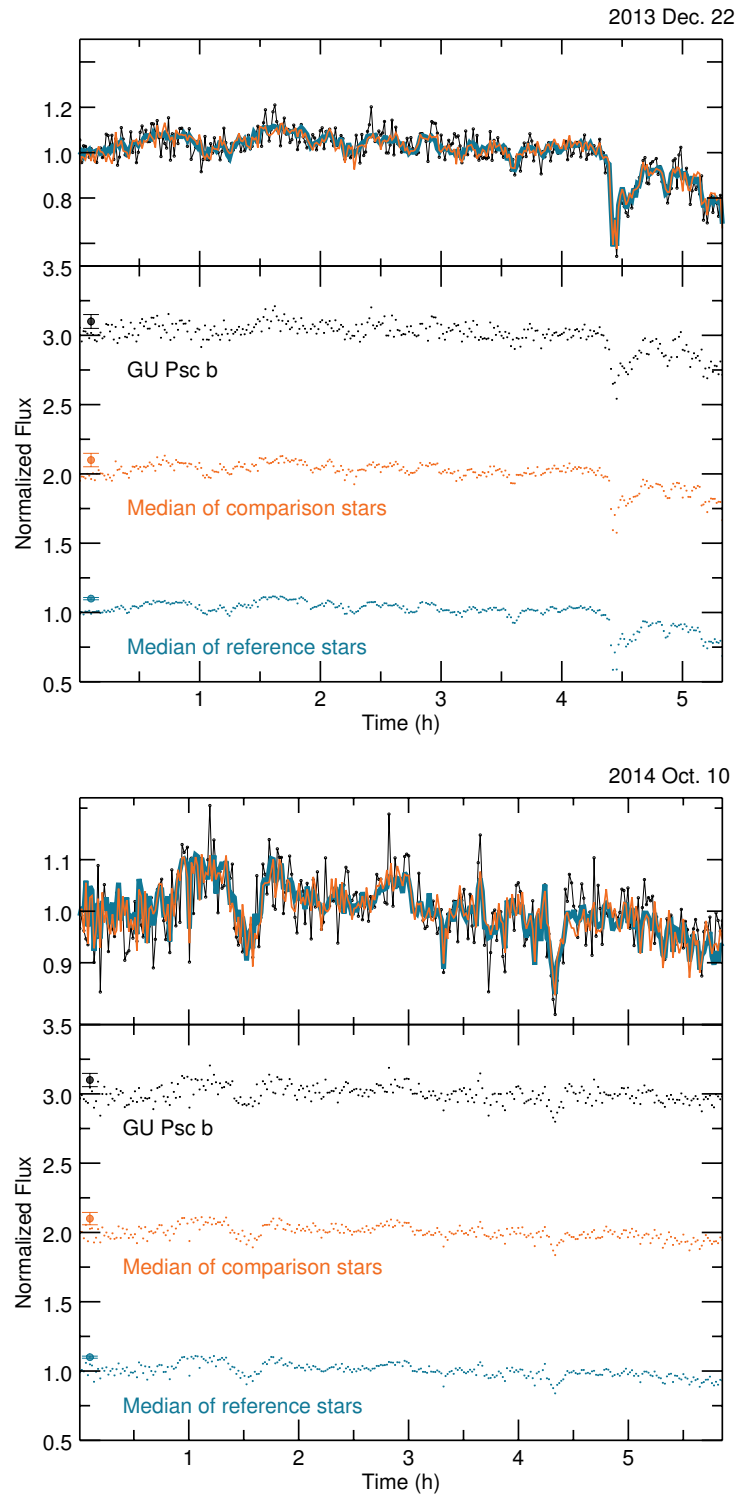


FIGURE 4.11 Raw normalized light curves for GU Psc b (top curve), the median of comparison stars (middle) and the median of all reference stars (bottom), for 2013 December 22 (top) and 2014 October 10 (bottom). GU Psc b and comparison star median curves have been offset for clarity. For each date, a superposition of the three curves is also shown above the three curves. GU Psc b is the black curve, with dot symbols, the median of the reference stars is the thick dark cyan line, and the median of the comparison stars is the thin orange pale line.

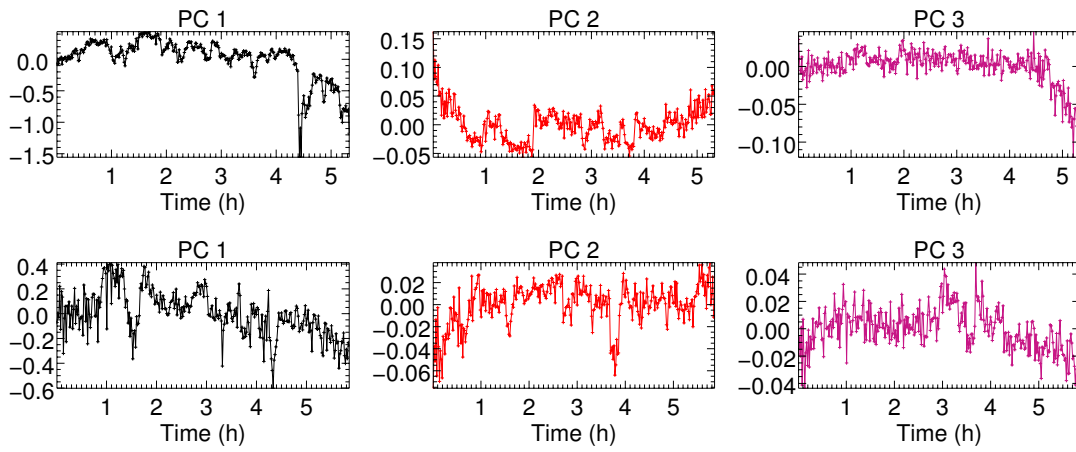


FIGURE 4.12 Most important Principal Components retained for for 2013 December 22 (top) and 2014 October 10 (bottom).

Bibliographie

- Ackerman, A. S., & Marley, M. S. 2001, *ApJ*, 556, 872
- Apai, D., Radigan, J., Buenzli, E., et al. 2013, *ApJ*, 768, 121
- Apai, D., Kasper, M., Skemer, A., et al. 2016, *ApJ*, 820, 40
- Artigau, É., Bouchard, S., Doyon, R., & Lafrenière, D. 2009, *ApJ*, 701, 1534
- Bell, C. P. M., Mamajek, E. E., & Naylor, T. 2015, *MNRAS*, 454, 593
- Biller, B. A., Crossfield, I. J. M., Mancini, L., et al. 2013, *ApJ*, 778, L10
- Biller, B. A., Vos, J., Bonavita, M., et al. 2015, *ApJ*, 813, L23
- Binks, A. S., & Jeffries, R. D. 2014, *MNRAS*, 438, L11
- Bonnefoy, M., Boccaletti, A., Lagrange, A. M., et al. 2013, *A&A*, 555, A107
- Brooks, S. P., & Gelman, A. 1998, *Journal of computational and graphical ...*
- Buenzli, E., Apai, D., Radigan, J., Reid, I. N., & Flateau, D. 2014, *ApJ*, 782, 77
- Buenzli, E., Saumon, D., Marley, M. S., et al. 2015, *ApJ*, 798, 127
- Buenzli, E., Apai, D., Morley, C. V., et al. 2012, *ApJ*, 760, L31
- Burgasser, A. J., Simcoe, R. A., Bochanski, J. J., et al. 2010, *ApJ*, 725, 1405
- Burgasser, A. J., Gillon, M., Faherty, J. K., et al. 2014, *ApJ*, 785, 48
- Chauvin, G., Lagrange, A. M., Dumas, C., et al. 2004, *A&A*, 425, L29

- Croll, B., Muirhead, P. S., Lichtman, J., et al. 2016, 1609.03587
- Crossfield, I. J. M., Biller, B. A., Schlieder, J. E., et al. 2014, *Nature*, 505, 654
- Currie, T., Burrows, A. S., Madhusudhan, N., et al. 2013, *ApJ*, 776, 15
- Cushing, M. C., Hardegree-Ullman, K. K., Trucks, J. L., et al. 2016, *ApJ*, 823, 152
- Devost, D., Albert, L., Teeple, D., & Croll, B. 2010, in *SPIE Astronomical Telescopes and Instrumentation: Observational Frontiers of Astronomy for the New Decade*, ed. D. R. Silva, A. B. Peck, & B. T. Soifer (SPIE), 77372D–77372D–8
- Gagné, J., Faherty, J. K., Burgasser, A. J., et al. 2017, *ApJ*, 841, L1
- Gelman, A., & Rubin, D. B. 1992, *Statistical science*
- Gillon, M., Triaud, A. H. M. J., Jehin, E., et al. 2013, *A&A*, 555, L5
- Girardin, F., Artigau, É., & Doyon, R. 2013, *ApJ*, 767, 61
- Gizis, J. E. 2002, *ApJ*, 575, 484
- Gregory, P. C. 2010, *MNRAS*, 410, 94
- Jolliffe, I. T. 2002, *Principal Component Analysis*, second edition edn., Springer Series in Statistics (New York: Springer-Verlag)
- Kass, R. E., & Raftery, A. E. 2012, *Journal of the American Statistical Association*
- Kostov, V., & Apai, D. 2012, *ApJ*, 762, 47
- Leggett, S. K., Saumon, D., Albert, L., et al. 2008, *ApJ*, 682, 1256
- Lew, B. W. P., Apai, D., Zhou, Y., et al. 2016, *ApJ*, 829, L32
- Luhman, K. L., Patten, B. M., Marengo, M., et al. 2007, *ApJ*, 654, 570
- Malo, L., Doyon, R., Feiden, G. A., et al. 2014, *ApJ*, 792, 37
- Marley, M. S., Seager, S., Saumon, D., et al. 2002, *ApJ*, 568, 335

- McQuillan, A., Mazeh, T., & Aigrain, S. 2014, *ApJS*, 211, 24
- Metchev, S., Apai, D., Radigan, J., et al. 2013, *Astron. Nachr.*, 334, 40
- Metchev, S. A., Heinze, A., Apai, D., et al. 2015, *ApJ*, 799, 154
- Morley, C. V., Marley, M. S., Fortney, J. J., & Lupu, R. 2014, *ApJ*, 789, L14
- Naud, M.-E., Artigau, É., Malo, L., et al. 2014, *ApJ*, 787, 5
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1992, Cambridge: University Press, |c1992, 2nd ed.
- Puget, P., Stadler, E., Doyon, R., et al. 2004, *Proc. SPIE*, 5494, 978
- Radigan, J. 2014, *ApJ*, 797, 120
- Radigan, J., Jayawardhana, R., Lafrenière, D., et al. 2012, *ApJ*, 750, 105
- Radigan, J., Lafrenière, D., Jayawardhana, R., & Artigau, É. 2014, *ApJ*, 793, 75
- Robinson, T. D., & Marley, M. S. 2014, *ApJ*, 785, 158
- Rowe, J. F., Bryson, S. T., Marcy, G. W., et al. 2014, *ApJ*, 784, 45
- Showman, A. P., & Kaspi, Y. 2013, *ApJ*, 776, 85
- Simon, A. A., Rowe, J. F., Gaulme, P., et al. 2016, *ApJ*, 817, 162
- Snellen, I. A. G., Brandl, B. R., de Kok, R. J., et al. 2014, *Nature*, 509, 63
- Wilson, P. A., Rajan, A., & Patience, J. 2014, *A&A*, 566, A111
- Yang, H., Apai, D., Marley, M. S., et al. 2016, *ApJ*, 826, 8
- Zhou, Y., Apai, D., Schneider, G. H., Marley, M. S., & Showman, A. P. 2016, *ApJ*, 818, 176
- Zhu, C., Byrd, R. H., Lu, P., & Nokedal, J. 1997, *ACM Transactions on Mathematical Software (TOMS)*, 23, 550

Conclusion

Y a-t-il des planètes semblables à la Terre dans l'Univers? Des planètes pouvant abriter la vie? Avec le développement fulgurant qui a lieu depuis une vingtaine d'années dans le domaine de la recherche sur les exoplanètes, nous sommes à deux doigts de connaître la réponse (et c'est probablement oui). C'est une course effrénée qui mène les chercheurs de plus en plus près de cette découverte fondamentale. Au passage, on a confirmé que les planètes sont très répandues, et qu'elles présentent une diversité étonnante de taille, de masse, de composition interne, de dynamique de leur atmosphère. Elles semblent se trouver partout, même là où on ne les attendait pas: très proches ou très loin de leur étoile, dans des systèmes d'étoiles multiples, autour de cadavres stellaires et de naines brunes, ou encore isolées, sans étoile hôte. Étant donné l'accent sur la recherche de systèmes semblables au nôtre et les contraintes techniques des différentes méthodes de détection, la recherche de planètes n'a pas été effectuée systématiquement: certaines portions de l'espace des paramètres ont été largement négligées jusqu'à présent. L'effort se poursuit maintenant pour broser plus méthodiquement un tableau complet de la diversité des planètes et des systèmes planétaires. Les travaux présentés dans cette thèse, qui s'inscrivent dans cet effort, portent sur la recherche et la caractérisation de planètes géantes à très grande séparation autour d'étoiles jeunes de faible masse, grâce à la méthode d'imagerie directe.

Dans une première partie, on a présenté les résultats de PSYM-WIDE, un relevé en imagerie directe qui sonde systématiquement, pour la première fois depuis les premières détections de planètes par cette méthode, les séparations les plus distantes (> 500 au) des étoiles. Les relevés en imagerie directe sont généralement sensibles à des séparations de quelques dizaines à quelques centaines d'unités astronomiques. Au-delà, la plupart sont aveugles, étant donné

le champ de vue limité des instruments dédiés à l'imagerie haut contraste. Ici, l'imagerie a été exploitée dans sa forme la plus classique, c'est à dire sans optique adaptative, ce qui permet de bénéficier d'un grand champ de vue.

À certains égards, les résultats obtenus étaient prévisibles, car ils confirment que ces planètes sont très rares, mais ils sont aussi surprenants, car ils montrent que ces planètes existent, même à ces grandes distances. Autour des étoiles de faible masse, il était en effet raisonnable de s'attendre à trouver peu ou pas de compagnons de masse planétaire à très grande séparation, car elles ont un disque protoplanétaire modeste où le matériel manque pour créer des embryons suffisamment massifs pour enclencher l'effet boule de neige qui crée les planètes géantes gazeuses. Le seul compagnon détecté sur les 95 étoiles sondées est donc une surprise. Ce résultat permet d'établir que $0.84^{+6.73}_{-0.66}\%$ (intervalle de confiance de 95%) des étoiles de ce type ont au moins une exoplanète gazeuse très massive ($5\text{--}13 M_{\text{Jup}}$) à des demi grand-axes entre 500 et 5000 au. Cette valeur est similaire à celles trouvées par des relevés qui se sont intéressés à la fréquence de tels compagnons plus proches de ces étoiles.

Le relevé WEIRD (*Wide orbit Exoplanet search with InfraRed Direct imaging*), présentement en cours, est la suite logique de PSYM-WIDE. Il constitue le projet de thèse de Frédérique Baron, étudiante de l'iREx. Il permettra d'étendre la recherche de compagnons peu massifs à très grande séparation autour d'étoiles jeunes à des masses minimum d'environ la masse de Saturne ($0.3 M_{\text{Jup}}$). Ce relevé, effectué entre autres avec le télescope spatial Spitzer, s'intéresse à 181 étoiles membres d'associations jeunes de toute masse. Il a mené à l'identification de quelques candidates dont la nature est présentement précisée grâce à des observations de suivi. Il permettra de mieux contraindre la fréquence d'exoplanètes à très grande séparation et d'établir si celle-ci est effectivement plus faible autour d'étoiles peu massives, une question qui est présentement débattue. Pour étendre la portée des résultats du relevé PSYM-WIDE et éventuellement de WEIRD, il sera pertinent de les incorporer à une méta-analyse qui tiendra compte des résultats obtenus grâce à tous les relevés en imagerie effectués jusqu'à maintenant. Une telle analyse globale a déjà été entamée par Brendan Bowler (Bowler 2016) et comprend 118 étoiles M. Le présent relevé double le nombre de ces étoiles et permet donc de contraindre significativement mieux la présence de compagnons autour de celles-ci,

en plus d'étendre la plage de séparations sondées. Une autre voie pour poursuivre les résultats présentés ici sera de comparer la fréquence de ces compagnons de masse planétaire distants à celle de compagnons plus massifs, naines brunes ou étoiles. Cela apportera des éléments de réponse quant au mécanisme de formation qui explique la présence de compagnons tels que GU Psc b.

La détection et la caractérisation de l'unique compagnon détecté par ce relevé, GU Psc b, ont été présentés dans la seconde partie de cette thèse. Cette planète intrigante, d'environ 10 fois la masse de Jupiter, est à ce jour l'un des compagnons de masse planétaire les plus éloignés de son hôte, à une séparation projetée de 2000 au. En supposant une orbite circulaire et un demi grand-axe égal à la distance projetée, GU Psc b prendrait environ 160 000 ans à faire une révolution complète autour de son étoile. Dans une ou deux dizaines d'années, il sera donc possible de commencer à mettre en évidence son mouvement orbital, en particulier avec l'avènement prochain des télescopes géants de 30 à 40 m.

Plusieurs « planètes » détectées par imagerie ont vu leur statut de planète révoqué quand l'âge de l'étoile a été établi avec plus de certitude. Puisque les planètes et les naines brunes refroidissent en se contractant, une luminosité donnée correspond à une masse plus élevée à un âge plus avancé. La mesure de la distance trigonométrique de GU Psc b et de son étoile hôte sont présentement en cours. Les résultats obtenus par communication personnelle (A. Riedel) confirment l'appartenance de l'étoile primaire à l'association AB Doradus. L'évaluation de l'âge de l'association AB Doradus est toutefois appelée à être améliorée et à se préciser à mesure que de nouvelles méthodes de datation sont établies. Récemment, Bell et al. (2015) ont déterminé que cette association avait un âge de 149_{-19}^{+51} Ma, un peu plus vieux que la plage 100_{-30}^{+39} Ma utilisée dans Naud et al. (2014). Avec ce nouvel estimé, la plage de masses possibles pour GU Psc b passe de 9–13 M_{Jup} à 12–15 M_{Jup} , se trouvant ainsi, comme de nombreux autres objets, à cheval sur la limite entre planètes et naines brunes.

Il demeure une chance non nulle que GU Psc b soit elle-même un objet binaire, ce qui changerait passablement l'analyse des résultats obtenus. Cette option s'est avérée exacte pour certaines naines brunes qui avaient des distributions d'énergie spectrales légèrement différentes de ce qui était attendu d'après les modèles. La probabilité d'une telle option demeure toutefois

plutôt faible, étant donné que les observations effectuées au télescope Keck présentées dans Naud et al. (2014) permettent d'établir que si un tel compagnon existe, il est très rapproché ($0''.04$ ou ~ 2 au) ou de type spectral T7.5 ou plus froid, et donc beaucoup moins lumineux que GU Psc b. Il semble donc peu intéressant d'aller explorer davantage cette possibilité pour l'instant.

Une plus pressante question qui demeure, et qui a des répercussions sur la définition même de ce qu'est une exoplanète, est à savoir comment des compagnons distants comme GU Psc b se forment. Il est improbable, voire impossible que l'étoile GU Psc, qui fait environ le tiers de la masse du Soleil, ait pu produire une géante telle que GU Psc b à une telle distance au sein de son disque protoplanétaire. La thèse de la formation dans le disque requiert selon toute vraisemblance un compagnon massif plus proche de l'étoile, qui, en interagissant avec GU Psc b, l'aurait éjecté à ces grandes distances. Des observations de l'étoile, soit en vitesse radiale avec SPIRou ou en imagerie directe haut contraste avec SPHERE, permettront de contraindre la présence d'un tel compagnon. La mesure de la métallicité de GU Psc b et de son hôte, qui sera grandement facilitée par des spectrographes infrarouge comme SPIRou, permettra de déterminer si la thèse de la formation dans le disque protoplanétaire tient la route. Dans ce cas, on s'attendrait à ce que la planète présente une métallicité plus élevée que l'étoile, à l'image des planètes géantes du Système Solaire. À l'inverse, une métallicité similaire pointerait vers la formation à partir de la fragmentation d'un nuage moléculaire, à l'image des systèmes stellaires binaires.

D'un point de vue technique, cette planète à très grande séparation ouvre la porte à une myriade de possibilités d'analyse. En effet, la plupart des planètes détectées par imagerie sont invisibles sans les méthodes sophistiquées d'observation et de traitement d'image qui ont permis de deviner leur présence. Cela rend les possibilités d'analyses ultérieures très limitées. GU Psc b, au contraire, est si loin de son étoile qu'on peut l'étudier comme si elle était complètement isolée. Dans la troisième partie de cette thèse, cette caractéristique a été exploitée. On a étudié l'évolution de la luminosité de cette planète dans le temps, pendant des périodes de plusieurs heures consécutives (5–6 h), lors de 3 époques d'observation réparties sur une période d'un peu moins d'un an. Cette méthode a déjà permis de détecter une variation périodique

de la luminosité de certaines naines brunes, ce qui permet de mettre en lumière des aspects intéressants de leur atmosphère. Avec l'analyse présentée ici, GU Psc b rejoint la très courte liste des objets de masse planétaire dont la courbe de lumière montre des variations significatives; qui comprend entre autres le compagnon de la naine brune 2M 1207 et le planémo PSO 318. Le fait que la variabilité soit détectée seulement lors d'une des époques n'est pas très surprenant: une évolution de la courbe de lumière sur des échelles de temps de quelques jours à plusieurs mois a déjà été observée pour quelques naines brunes plus vieilles, qui ont des températures similaires.

La possible variabilité détectée lors de la troisième époque d'observation est une pressante invitation à faire des observations de la variabilité photométrique dans l'espace ou sur un plus grand télescope au sol. Ce signal, s'il est confirmé, pourrait s'expliquer par la rotation de la planète, qui montrerait différentes portions de son atmosphère, non uniforme. Des observations continues de quelques jours avec le télescope spatial Spitzer permettraient de confirmer le signal et de mieux contraindre la période de rotation de cet objet. On en sait encore très peu sur la période de rotation des planètes; GU Psc b est une cible idéale pour de telles études avancées. Cela permettra aussi de mieux comprendre l'évolution à court terme de la courbe de lumière et donc de préciser les mécanismes à l'oeuvre dans l'atmosphère de cette planète. Quelques nuits d'observations au sol sur un télescope plus grand, par exemple Gemini, pourraient aussi apporter des contraintes intéressantes sur la variabilité.

Un des legs principaux de cette thèse est la découverte et la caractérisation détaillée du compagnon GU Psc b. Cette planète intrigante, qui apporte autant de questions que de réponses, s'inscrit dans la lignée des trouvailles importantes qui ont fait avancer à bonds de géant les connaissances sur les exoplanètes dans les dernières années.

Bibliographie

Akeson, R. L., Chen, X., Ciardi, D., Crane, M., Good, J., Harbut, M., Jackson, E., Kane, S. R., Laity, A. C., Leifer, S., Lynn, M., McElroy, D. L., Papin, M., Plavchan, P., Ramírez, S. V., Rey, R., von Braun, K., Wittman, M., Abajian, M., Ali, B., Beichman, C. A., Beekley, A., Berriman, G. B., Berukoff, S., Bryden, G., Chan, B., Groom, S., Lau, C., Payne, A. N., Regelson, M., Saucedo, M., Schmitz, M., Stauffer, J., Wyatt, P., & Zhang, A. 2013, *PASP*, 125, 989

Allers, K. N. & Liu, M. C. 2013, *ApJ*, 772, 79

Allers, K. N., Liu, M. C., Dupuy, T. J., & Cushing, M. C. 2010, *ApJ*, 715, 561

Amado, P. J., Quirrenbach, A., Ribas, I., Caballero, J. A., Sánchez-Carrasco, M. A., Reiners, A., Seifert, W., Mundt, R., Mandel, H., & CARMENES Consortium, t. 2012, *Highlights of Spanish Astrophysics VII*, 5465

Andrews, S. M., Rosenfeld, K. A., Kraus, A. L., & Wilner, D. J. 2013, *ApJ*, 771, 129

Anglada-Escude, G., Arriagada, P., Vogt, S. S., Rivera, E. J., Butler, R. P., Crane, J. D., Shectman, S. A., Thompson, I. B., Minniti, D., Haghhighipour, N., Carter, B. D., Tinney, C. G., Wittenmyer, R. A., Bailey, J. A., O'Toole, S. J., Jones, H. R. A., & Jenkins, J. S. 2012, *ApJL*, 751, L16

Apai, D., Janson, M., Moro-Martín, A., Meyer, M. R., Mamajek, E. E., Masciadri, E., Henning, T., Pascucci, I., Kim, J. S., Hillenbrand, L. A., Kasper, M., & Biller, B. A. 2008, *ApJ*, 672, 1196

- Artigau, É. 2012, *EAS Publications Series*, 57, 129
- Artigau, É., Bouchard, S., Doyon, R., & Lafrenière, D. 2009, *ApJ*, 701, 1534
- Artigau, É., Gagné, J., Faherty, J., Malo, L., Naud, M.-E., Doyon, R., Lafrenière, D., & Beletsky, Y. 2015, *ApJ*, 806, 254
- Bailey, V., Meshkat, T., Reiter, M., Morzinski, K., Males, J., Su, K. Y. L., Hinz, P. M., Kenworthy, M., Stark, D., Mamajek, E., Briguglio, R., Close, L. M., Follette, K. B., Puglisi, A., Rodigas, T., Weinberger, A. J., & Xompero, M. 2013, *ApJ*, 780, L4
- Bakos, G. Á., Hartman, J., Torres, G., Latham, D. W., Kovács, G., Noyes, R. W., Fischer, D. A., Johnson, J. A., Marcy, G. W., Howard, A. W., Kipping, D., Esquerdo, G. A., Shporer, A., Béky, B., Buchhave, L. A., Perumpilly, G., Everett, M., Sasselov, D. D., Stefanik, R. P., Lázár, J., Papp, I., & Sári, P. 2011, *ApJ*, 742, 116
- Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2003, *A&A*, 402, 701
- Barman, T. S., Macintosh, B., Konopacky, Q. M., & Marois, C. 2011, *ApJ*, 735, L39
- Batalha, N. M. 2014, *Proceedings of the National Academy of Sciences*, 111, 12647
- Batalha, N. M., Borucki, W. J., Bryson, S. T., Buchhave, L. A., Caldwell, D. A., Christensen-Dalsgaard, J., Ciardi, D. R., Dunham, E. W., Fressin, F., Gautier, T. N., Gilliland, R. L., Haas, M. R., Howell, S. B., Jenkins, J. M., Kjeldsen, H., Koch, D. G., Latham, D. W., Lissauer, J. J., Marcy, G. W., Rowe, J. F., Sasselov, D. D., Seager, S., Steffen, J. H., Torres, G., Basri, G. S., Brown, T. M., Charbonneau, D., Christiansen, J. L., Clarke, B. D., Cochran, W. D., Dupree, A. K., Fabrycky, D. C., Fischer, D. A., Ford, E. B., Fortney, J. J., Girouard, F. R., Holman, M. J., Johnson, J., Isaacson, H., Klaus, T. C., Machalek, P., Moorehead, A. V., Morehead, R. C., Ragozzine, D., Tenenbaum, P., Twicken, J., Quinn, S., VanCleve, J., Walkowicz, L. M., Welsh, W. F., Devore, E., & Gould, A. 2011, *ApJ*, 729, 27
- Batalha, N. M., Rowe, J. F., Bryson, S. T., Barclay, T., Burke, C. J., Caldwell, D. A., Christiansen, J. L., Mullally, F., Thompson, S. E., & Brown, T. M. 2012, [arXiv:1202.5852](https://arxiv.org/abs/1202.5852)
- Bate, M. R. 2009, *AJ*, 392, 590

- Bate, M. R., Bonnell, I. A., & Bromm, V. 2003, *MNRAS*, 339, 577
- Beaulieu, J. P., Bennett, D. P., Fouque, P., Williams, A., Dominik, M., Jorgensen, U. G., Kubas, D., Cassan, A., Coutures, C., Greenhill, J., Hill, K., Menzies, J., Sackett, P. D., Albrow, M., Brilliant, S., Caldwell, J. A. R., Calitz, J. J., Cook, K. H., Corrales, E., Desort, M., Dieters, S., Dominis, D., Donatowicz, J., Hoffman, M., Kane, S., Marquette, J. B., Martin, R., Meintjes, P., Pollard, K., Sahu, K., Vinter, C., Wambsganss, J., Woller, K., Horne, K., Steele, I., Bramich, D. M., Burgdorf, M., Snodgrass, C., Bode, M., Udalski, A., Szymanski, M. K., Kubiak, M., Wieckowski, T., Pietrzynski, G., Soszynski, I., Szewczyk, O., Wyrzykowski, L., Paczynski, B., Abe, F., Bond, I. A., Britton, T. R., Gilmore, A. C., Hearnshaw, J. B., Itow, Y., Kamiya, K., Kilmartin, P. M., Korpela, A. V., Masuda, K., Matsubara, Y., Motomura, M., Muraki, Y., Nakamura, S., Okada, C., Ohnishi, K., Rattenbury, N. J., Sako, T., Sato, S., Sasaki, M., Sekiguchi, T., Sullivan, D. J., Tristram, P. J., Yock, P. C. M., & Yoshioka, T. 2006, *Nature*, 439, 437
- Beaulieu, J.-P., Bennett, D. P., Kerins, E., & Penny, M. 2011, *IAU*, 6, 349
- Bell, C. P. M., Mamajek, E. E., & Naylor, T. 2015, *MNRAS*, 454, 593
- Benedict, G. F., McArthur, B. E., & Bean, J. L. 2008, *IAU*, 3, 23
- Berta, Z. K., Charbonneau, D., Désert, J.-M., Miller-Ricci Kempton, E., McCullough, P. R., Burke, C. J., Fortney, J. J., Irwin, J., Nutzman, P., & Homeier, D. 2012, *ApJ*, 747, 35
- Berta-Thompson, Z. K., Irwin, J., Charbonneau, D., Newton, E. R., Dittmann, J. A., Astudillo-Defru, N., Bonfils, X., Gillon, M., Jehin, E., Stark, A. A., Stalder, B., Bouchy, F., Delfosse, X., Forveille, T., Lovis, C., Mayor, M., Neves, V., Pepe, F., Santos, N. C., Udry, S., & Wünsche, A. 2015, *Nature*, 527, 204
- Beuzit, J. L., Feldt, M., Dohlen, K., Mouillet, D., Puget, P., Antichi, J., Baruffolo, A., Baudoz, P., Berton, A., Boccaletti, A., Carbillet, M., Charton, J., Claudi, R., Downing, M., Feautrier, P., Fedrigo, E., Fusco, T., Gratton, R., Hubin, N., Kasper, M., Langlois, M., Moutou, C., Mugnier, L., Pragt, J., Rabou, P., Saisse, M., Schmid, H. M., Stadler, E., Turrato, M., Udry, S., Waters, R., & Wildi, F. 2006, *ApJ*, 125, 29

- Beuzit, J. L., Segransan, D., Forveille, T., Udry, S., Delfosse, X., Mayor, M., Perrier, C., Hainaut, M. C., Roddier, C., Roddier, F., & Martín, E. L. 2004, *A&A*, 425, 997
- Biller, B. A., Close, L. M., Masciadri, E., Nielsen, E. L., Lenzen, R., Brandner, W., McCarthy, D., Hartung, M., Kellner, S., Mamajek, E., Henning, T., Miller, D., Kenworthy, M., & Kulesa, C. 2007, *ApJS*, 173, 143
- Biller, B. A., Liu, M. C., Wahhaj, Z., Nielsen, E. L., Hayward, T. L., Males, J. R., Skemer, A., Close, L. M., Chun, M. R., Ftaclas, C., Clarke, F., Thatte, N., Shkolnik, E. L., Reid, I. N., Hartung, M., Boss, A. P., Lin, D. N. C., Alencar, S. H. P., de Gouveia Dal Pino, E., Gregorio-Hetem, J., & Toomey, D. W. 2013, *ApJ*, 777, 160
- Biller, B. A., Vos, J., Bonavita, M., Buenzli, E., Baxter, C., Crossfield, I. J. M., Allers, K., Liu, M. C., Bonnefoy, M., Deacon, N., Brandner, W., Schlieder, J. E., Dupuy, T. J., Kopytova, T., Manjavacas, E., Allard, F., Homeier, D., & Henning, T. 2015, *ApJ*, 813, L23
- Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., Forveille, T., Mayor, M., Perrier, C., Bouchy, F., Gillon, M., Lovis, C., Pepe, F., Queloz, D., Santos, N. C., Segransan, D., & Bertaux, J. L. 2011, *A&A*, 5019
- Bonnefoy, M., Boccaletti, A., Lagrange, A. M., Allard, F., Mordasini, C., Beust, H., Chauvin, G., Girard, J. H. V., Homeier, D., Apai, D., Lacour, S., & Rouan, D. 2013, *A&A*, 555, A107
- Bonnefoy, M., Chauvin, G., Rojo, P., Allard, F., Lagrange, A. M., Homeier, D., Dumas, C., & Beuzit, J. L. 2010, *A&A*, 512, 52
- Bonnefoy, M., Currie, T., Marleau, G. D., Schlieder, J. E., Wisniewski, J., Carson, J., Covey, K. R., Henning, T., Biller, B. A., Hinz, P., Klahr, H., Marsh Boyer, A. N., Zimmerman, N., Janson, M., McElwain, M., Mordasini, C., Skemer, A., Bailey, V., Defrère, D., Thalmann, C., Skrutskie, M. F., Allard, F., Homeier, D., Tamura, M., Feldt, M., Cumming, A., Grady, C., Brandner, W., Helling, C., Witte, S., Hauschildt, P., Kandori, R., Kuzuhara, M., Fukagawa, M., Kwon, J., Kudo, T., Hashimoto, J., Kusakabe, N., Abe, L., Brandt, T., Egner, S., Guyon, O., Hayano, Y., Hayashi, M., Hayashi, S., Hodapp, K., Ishii, M., Iye, M., Knapp, G., Matsuo, T., Mede, K., Miyama, M., Morino, J. I., Moro-Martín, A., Nishimura, T.,

- Pyo, T., Serabyn, E., Suenaga, T., Suto, H., Suzuki, R., Takahashi, Takami, M., Takato, N., Terada, H., Tomono, D., Turner, E., Watanabe, M., Yamada, T., Takami, H., & Usuda, T. 2014, *A&A*, 562, A111
- Bonnefoy, M., Zurlo, A., Baudino, J. L., Lucas, P., Mesa, D., Maire, A. L., Vigan, A., Galicher, R., Homeier, D., Marocco, F., Gratton, R., Chauvin, G., Allard, F., Desidera, S., Kasper, M., Moutou, C., Lagrange, A. M., Antichi, J., Baruffolo, A., Baudrand, J., Beuzit, J. L., Boccaletti, A., Cantalloube, F., Carbillet, M., Charton, J., Claudi, R. U., Costille, A., Dohlen, K., Dominik, C., Fantinel, D., Feautrier, P., Feldt, M., Fusco, T., Gigan, P., Girard, J. H., Gluck, L., Gry, C., Henning, T., Janson, M., Langlois, M., Madec, F., Magnard, Y., Maurel, D., Mawet, D., Meyer, M. R., Milli, J., Moeller-Nilsson, O., Mouillet, D., Pavlov, A., Perret, D., Pujet, P., Quanz, S. P., Rochat, S., Rousset, G., Roux, A., Salasnich, B., Salter, G., Sauvage, J. F., Schmid, H. M., Sevin, A., Soenke, C., Stadler, E., Turatto, M., Udry, S., Vakili, F., Wahhaj, Z., & Wildi, F. 2016, *A&A*, 587, A58
- Borucki, W. J., Koch, D. G., Basri, G. S., Batalha, N. M., Brown, T. M., Bryson, S. T., Caldwell, D. A., Christensen-Dalsgaard, J., Cochran, W. D., Devore, E., Dunham, E. W., Gautier, T. N., Geary, J. C., Gilliland, R. L., Gould, A., Howell, S. B., Jenkins, J. M., Latham, D. W., Lissauer, J. J., Marcy, G. W., Rowe, J., Sasselov, D., Boss, A. P., Charbonneau, D., Ciardi, D. R., Doyle, L. R., Dupree, A. K., Ford, E. B., Fortney, J. J., Holman, M. J., Seager, S., Steffen, J. H., Tarter, J., Welsh, W. F., Allen, C., Buchhave, L. A., Christiansen, J. L., Clarke, B. D., Das, S., Désert, J.-M., Endl, M., Fabrycky, D. C., Fressin, F., Haas, M., Horch, E., Howard, A., Isaacson, H., Kjeldsen, H., Kolodziejczak, J., Kulesa, C., Li, J., Lucas, P. W., Machalek, P., McCarthy, D., MacQueen, P., Meibom, S., Miquel, T., Prsa, A., Quinn, S. N., Quintana, E. V., Ragozzine, D., Sherry, W., Shporer, A., Tenenbaum, P., Torres, G., Twicken, J. D., Van Cleve, J., Walkowicz, L., Witteborn, F. C., & Still, M. 2011, *ApJ*, 736, 19
- Boss, A. P. 2003, *ApJ*, 599, 577
- Boss, A. P., Butler, R. P., Hubbard, W. B., Ianna, P. A., Kürster, M., Lissauer, J. J., Mayor,

- M., Meech, K. J., Mignard, F., Penny, A. J., Quirrenbach, A., Tarter, J. C., & Vidal-Madjar, A. 2007, *IAU*, 1, 183
- Bowler, B. P. 2016, *PASP*, 128, 102001
- Bowler, B. P. & Hillenbrand, L. A. 2015, *ApJ*, 811, L30
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Kraus, A. L., & Mann, A. W. 2014, *ApJ*, 784, 65
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Kraus, A. L., Mann, A. W., & Ireland, M. J. 2011, *ApJ*, 743, 148
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., & Dupuy, T. J. 2013, *ApJ*, 774, 55
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., & Tamura, M. 2015, *ApJS*, 216, 7
- Boyd, D. F. A. & Whitworth, A. P. 2005, *A&A*, 430, 1059
- Brandt, T. D., Kuzuhara, M., McElwain, M. W., Schlieder, J. E., Wisniewski, J. P., Turner, E. L., Carson, J., Matsuo, T., Biller, B. A., Bonnefoy, M., Dressing, C., Janson, M., Knapp, G. R., Moro-Martín, A., Thalmann, C., Kudo, T., Kusakabe, N., Hashimoto, J., Abe, L., Brandner, W., Currie, T., Egner, S., Feldt, M., Golota, T., Goto, M., Grady, C. A., Guyon, O., Hayano, Y., Hayashi, M., Hayashi, S., Henning, T., Hodapp, K. W., Ishii, M., Iye, M., Kandori, R., Kwon, J., Mede, K., Miyama, S., Morino, J. I., Nishimura, T., Pyo, T. S., Serabyn, E., Suenaga, T., Suto, H., Suzuki, R., Takami, M., Takahashi, Y., Takato, N., Terada, H., Tomono, D., Watanabe, M., Yamada, T., Takami, H., Usuda, T., & Tamura, M. 2013, *arxiv.org*
- . 2014, *ApJ*, 786, 1
- Bryan, M. L., Bowler, B. P., Knutson, H. A., Kraus, A. L., Hinkley, S., Mawet, D., Nielsen, E. L., & Blunt, S. C. 2016, *ApJ*, 827, 100
- Buenzli, E., Apai, D., Morley, C. V., Fplateau, D., Showman, A. P., Burrows, A. S., Marley, M. S., Lewis, N. K., & Reid, I. N. 2012, *ApJ*, 760, L31
- Buenzli, E., Apai, D., Radigan, J., Reid, I. N., & Fplateau, D. 2014, *ApJ*, 782, 77

- Burgasser, A. J. 2007, *ApJ*, 659, 655
- Burgasser, A. J., Geballe, T. R., Leggett, S. K., Kirkpatrick, J. D., & Golimowski, D. A. 2006, *ApJ*, 637, 1067
- Burgasser, A. J., Simcoe, R. A., Bochanski, J. J., Saumon, D., Mamajek, E. E., Cushing, M. C., Marley, M. S., McMurtry, C., Pipher, J. L., & Forrest, W. J. 2010, *ApJ*, 725, 1405
- Burningham, B., Leggett, S. K., Homeier, D., Saumon, D., Lucas, P. W., Pinfield, D. J., Tinney, C. G., Allard, F., Marley, M. S., Jones, H. R. A., Murray, D. N., Ishii, M., Day-Jones, A., Gomes, J., & Zhang, Z. H. 2011, *MNRAS*, 414, 3590
- Burrows, A. S., Hubbard, W. B., Lunine, J. I., & Liebert, J. 2001, *Rev. Mod. Phys.*, 73, 1
- Burrows, A. S., Marley, M., Hubbard, W. B., Lunine, J. I., Guillot, T., Saumon, D., Freedman, R., Sudarsky, D., & Sharp, C. 1997, *ApJ*, 491, 856
- Burrows, A. S., SUDARSKY, D., & Lunine, J. I. 2003, *ApJ*, 596, 587
- Butler, R. P., Marcy, G. W., Williams, E., Hauser, H., & Shirts, P. 1997, *AJ*, 474, L115
- Caballero, J. A., Béjar, V. J. S., Rebolo, R., Eisloffel, J., Zapatero Osorio, M. R., Mundt, R., Barrado y Navascués, D., Bihain, G., Bailer-Jones, C. A. L., Forveille, T., & Martín, E. L. 2007, *ApJ*, 470, 903
- Cabrera, J., Csizmadia, S., Lehmann, H., Dvorak, R., Gandolfi, D., Rauer, H., Erikson, A., Dreyer, C., Eigmüller, P., & Hatzes, A. 2013, *ApJ*, 781, 18
- Carson, J., Thalmann, C., Janson, M., Kozakis, T., Bonnefoy, M., Biller, B. A., Schlieder, J., Currie, T., McElwain, M., Goto, M., Henning, T., Brandner, W., Feldt, M., Kandori, R., Kuzuhara, M., Stevens, L., Wong, P., Gainey, K., Fukagawa, M., Kuwada, Y., Brandt, T., Kwon, J., Abe, L., Egner, S., Grady, C., Guyon, O., Hashimoto, J., Hayano, Y., Hayashi, M., Hayashi, S., Hodapp, K., Ishii, M., Iye, M., Knapp, G., Kudo, T., Kusakabe, N., Matsuo, T., Miyama, S., Morino, J., Moro-Martin, A., Nishimura, T., Pyo, T., Serabyn, E., Suto, H., Suzuki, R., Takami, M., Takato, N., Terada, H., Tomono, D., Turner, E., Watanabe,

- M., Wisniewski, J., Yamada, T., Takami, H., Usuda, T., & Tamura, M. 2013, *ApJL*, 763, L32
- Cassan, A., Kubas, D., Beaulieu, J. P., Dominik, M., Horne, K., Greenhill, J., Wambsganss, J., Menzies, J., Williams, A., Jorgensen, U. G., Udalski, A., Bennett, D. P., Albrow, M. D., Batista, V., Brilliant, S., Caldwell, J. A. R., Cole, A., Coutures, C., Cook, K. H., Dieters, S., Prester, D. D., Donatowicz, J., Fouque, P., Hill, K., Kains, N., Kane, S., Marquette, J. B., Martin, R., Pollard, K. R., Sahu, K. C., Vinter, C., Warren, D., Watson, B., Zub, M., Sumi, T., Szymanski, M. K., Kubiak, M., Poleski, R., Soszynski, I., Ulaczyk, K., Pietrzynski, G., & Wyrzykowski, L. 2012, *Nature*, 481, 167
- Chabrier, G., Leconte, J., & Baraffe, I. 2010, *IAU*
- Charbonneau, D., Berta, Z. K., Irwin, J., Burke, C. J., Nutzman, P., Buchhave, L. A., Lovis, C., Bonfils, X., Latham, D. W., Udry, S., Murray-Clay, R. A., Holman, M. J., Falco, E. E., Winn, J. N., Queloz, D., Pepe, F., Mayor, M., Delfosse, X., & Forveille, T. 2009, *Nature*, 462, 891
- Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., & Mayor, M. 2000, *ApJ*, 529, L45
- Charpinet, S., Fontaine, G., Brassard, P., Green, E. M., Van Grootel, V., Randall, S. K., Silvotti, R., Baran, A. S., Østensen, R. H., Kawaler, S. D., & Telting, J. H. 2011, *Nature*, 480, 496
- Chauvin, G., Lagrange, A. M., Bonavita, M., Zuckerman, B., Dumas, C., Bessell, M. S., Beuzit, J. L., Bonnefoy, M., Desidera, S., Farihi, J., Lowrance, P., Mouillet, D., & Song, I. 2010, *AJ*, 509, A52
- Chauvin, G., Lagrange, A. M., Dumas, C., Zuckerman, B., Mouillet, D., Song, I., Beuzit, J. L., & Lowrance, P. 2004, *A&A*, 425, L29
- Chauvin, G., Lagrange, A. M., Zuckerman, B., Dumas, C., Mouillet, D., Song, I., Beuzit, J. L., Lowrance, P., & Bessell, M. S. 2005, *A&A*, 438, L29

- Chauvin, G., Thomson, M., Dumas, C., Beuzit, J. L., Lowrance, P., Fusco, T., Lagrange, A. M., Zuckerman, B., & Mouillet, D. 2003, *A&A*, 404, 157
- Chauvin, G., Vigan, A., Bonnefoy, M., Desidera, S., Bonavita, M., Mesa, D., Boccaletti, A., Buenzli, E., Carson, J., Delorme, P., Hagelberg, J., Montagnier, G., Mordasini, C., Quanz, S. P., Segransan, D., Thalmann, C., Beuzit, J. L., Biller, B. A., Covino, E., Feldt, M., Girard, J., Gratton, R., Henning, T., Kasper, M., Lagrange, A. M., Messina, S., Meyer, M., Mouillet, D., Moutou, C., Reggiani, M., Schlieder, J. E., & Zurlo, A. 2015, *A&A*, 573, A127
- Chun, M. R., Toomey, D. W., Wahhaj, Z., Biller, B. A., Artigau, É., Hayward, T., Liu, M., Close, L., Hartung, M., Rigaut, F., & Ftacclas, C. 2008, *Adaptive Optics Systems*. Edited by Hubin, 7015, 49
- Clanton, C. & Gaudi, B. S. 2014, *ApJ*, 791, 91
- . 2016, *ApJ*, 819, 125
- Crossfield, I. J. M. 2015, *Publications of the Astronomical Society of Pacific*, 127, 941
- Cumming, A., Butler, R. P., Marcy, G. W., Vogt, S. S., Wright, J. T., & Fischer, D. A. 2008, *PASP*, 120, 531
- Currie, T., Bailey, V., Fabrycky, D. C., Murray-Clay, R., Rodigas, T., & Hinz, P. 2010, *ApJ*, 721, L177
- Currie, T., Burrows, A. S., & Daemgen, S. 2014a, *ApJ*, 787, 104
- Currie, T., Cloutier, R., Brittain, S., Grady, C., Burrows, A. S., Muto, T., Kenyon, S. J., & Kuchner, M. J. 2015, *ApJ*, 814, L27
- Currie, T., Daemgen, S., Debes, J., Lafrenière, D., Itoh, Y., Jayawardhana, R., Ratzka, T., & Correia, S. 2014b, *ApJ*, 780, L30
- Currie, T., Muto, T., Kudo, T., Honda, M., Brandt, T. D., Grady, C., Fukagawa, M., Burrows, A. S., Janson, M., Kuzuhara, M., McElwain, M. W., Follette, K., Hashimoto, J., Henning, T., Kandori, R., Kusakabe, N., Kwon, J., Mede, K., Morino, J.-i., Nishikawa, J., Pyo, T.-S.,

- Serabyn, G., Suenaga, T., Takahashi, Y., Wisniewski, J., & Tamura, M. 2014c, *ApJ*, 796, L30
- David, T. J., Hillenbrand, L. A., Petigura, E. A., Carpenter, J. M., Crossfield, I. J. M., Hinkley, S., Ciardi, D. R., Howard, A. W., Isaacson, H. T., Cody, A. M., Schlieder, J. E., Beichman, C. A., & Barenfeld, S. A. 2016, *Nature*, 534, 658
- De Rosa, R. J., Rameau, J., Patience, J., Graham, J. R., Doyon, R., Lafrenière, D., Macintosh, B., Pueyo, L., Rajan, A., Wang, J. J., Ward-Duong, K., Hung, L.-W., Maire, J., Nielsen, E. L., Ammons, S. M., Bulger, J., Cardwell, A., Chilcote, J. K., Galvez, R. L., Gerard, B. L., Goodsell, S., Hartung, M., Hibon, P., Ingraham, P., Johnson-Groh, M., Kalas, P., Konopacky, Q. M., Marchis, F., Marois, C., Metchev, S., Morzinski, K. M., Oppenheimer, R., Perrin, M. D., Rantakyro, F. T., Savransky, D., & Thomas, S. 2016, *ApJ*, 824, 121
- Deacon, N. R., Schlieder, J. E., & Murphy, S. J. 2016, *MNRAS*, 457, 3191
- Delorme, P., Gagné, J., Girard, J. H., Lagrange, A. M., Chauvin, G., Naud, M.-E., Lafrenière, D., Doyon, R., Riedel, A., Bonnefoy, M., & Malo, L. 2013, *A&A*, 553, L5
- Delorme, P., Lagrange, A. M., Chauvin, G., Bonavita, M., Lacour, S., Bonnefoy, M., Ehrenreich, D., & Beust, H. 2012, *A&A*, 539, A72
- Dohlen, K., Beuzit, J.-L., Feldt, M., Mouillet, D., Puget, P., Antichi, J., Baruffolo, A., Baudoz, P., Berton, A., Boccaletti, A., Carbillet, M., Charton, J., Claudi, R., Downing, M., Fabron, C., Feautrier, P., Fedrigo, E., Fusco, T., Gach, J.-L., Gratton, R., Hubin, N., Kasper, M., Langlois, M., Longmore, A., Moutou, C., Petit, C., Pragt, J., Rabou, P., Rousset, G., Saisse, M., Schmid, H.-M., Stadler, E., Stamm, D., Turatto, M., Waters, R., & Wildi, F. 2006, in *Proc. SPIE*, ed. I. S. Mclean & M. Iye (SPIE), 62690Q–62690Q–12
- Domagal-Goldman, S. D., Wright, K. E., Adamala, K., Arina de la Rubia, L., Bond, J., Dartnell, L. R., Goldman, A. D., Lynch, K., Naud, M.-E., Paulino-Lima, I. G., Singer, K., Walter-Antonio, M., Abrevaya, X. C., Anderson, R., Arney, G., Atri, D., Azúa-Bustos, A., Bowman, J. S., Brazelton, W. J., Brennecka, G. A., Carns, R., Chopra, A., Colangelo-Lillis, J., Crockett, C. J., DeMarines, J., Frank, E. A., Frantz, C., de la Fuente, E., Galante, D.,

- Glass, J., Gleeson, D., Glein, C. R., Goldblatt, C., Horak, R., Horodyskyj, L., Kaçar, B., Kereszturi, A., Knowles, E., Mayeur, P., McGlynn, S., Miguel, Y., Montgomery, M., Neish, C., Noack, L., Rugheimer, S., Stüeken, E. E., Tamez-Hidalgo, P., Imari Walker, S., & Wong, T. 2016, *Astrobiology*, 16, 561
- Donati, J. F., Delfosse, X., & Artigau, É. 2010, SPIRou : scientific rationale, Tech. rep.
- Doyle, L. R., Carter, J. A., Fabrycky, D. C., Slawson, R. W., Howell, S. B., Winn, J. N., Orosz, J. A., Pr sa, A., Welsh, W. F., Quinn, S. N., Latham, D., Torres, G., Buchhave, L. A., Marcy, G. W., Fortney, J. J., Shporer, A., Ford, E. B., Lissauer, J. J., Ragozzine, D., Rucker, M., Batalha, N., Jenkins, J. M., Borucki, W. J., Koch, D., Middour, C. K., Hall, J. R., McCauliff, S., Fanelli, M. N., Quintana, E. V., Holman, M. J., Caldwell, D. A., Still, M., Stefanik, R. P., Brown, W. R., Esquerdo, G. A., Tang, S., Furesz, G., Geary, J. C., Berlind, P., Calkins, M. L., Short, D. R., Steffen, J. H., Sasselov, D., Dunham, E. W., Cochran, W. D., Boss, A., Haas, M. R., Buzasi, D., & Fischer, D. A. 2011, *Science*, 333, 1602
- Dupuy, T. J., Liu, M. C., & Leggett, S. K. 2015, *ApJ*, 803, 102
- Filippazzo, J. C., Rice, E. L., Faherty, J., Cruz, K. L., Van Gordon, M. M., &Looper, D. L. 2015, *ApJ*, 810, 158
- Fischer, D. A., Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., Laughlin, G., Henry, G. W., Abouav, D., Peek, K. M. G., Wright, J. T., Johnson, J. A., McCarthy, C., & Isaacson, H. 2008, *ApJ*, 675, 790
- Ford, E. B. 2014, *Proceedings of the National Academy of Sciences*, 111, 12616
- Fortney, J. J., Demory, B.-O., Désert, J.-M., Rowe, J., Marcy, G. W., Isaacson, H., Buchhave, L. A., Ciardi, D. R., Gautier, T. N., Batalha, N. M., Caldwell, D. A., Bryson, S. T., Nutzman, P., Jenkins, J. M., Howard, A., Charbonneau, D., Knutson, H. A., Howell, S. B., Everett, M., Fressin, F., Deming, D., Borucki, W. J., Brown, T. M., Ford, E. B., Gilliland, R. L., Latham, D. W., Miller, N., Seager, S., Fischer, D. A., Koch, D., Lissauer, J. J., Haas,

- M. R., Still, M., Lucas, P., Gillon, M., Christiansen, J. L., & Geary, J. C. 2011, *ApJS*, 197, 9
- Fortney, J. J., Marley, M. S., Saumon, D., & Lodders, K. 2008, *ApJ*, 683, 1104
- Fressin, F., Torres, G., Charbonneau, D., Bryson, S. T., Christiansen, J. L., Dressing, C. D., Jenkins, J. M., Walkowicz, L. M., & Batalha, N. M. 2013, *ApJ*, 766, 81
- Ftaclas, C., Martín, E. L., & Toomey, D. 2003, *IAU*, 211, 521
- Fuhrmann, K. & Chini, R. 2015, *ApJ*, 806, 163
- Gagné, J., Burgasser, A. J., Faherty, J. K., Lafrenière, D., Doyon, R., Filippazzo, J. C., Bowsher, E., & Nicholls, C. P. 2015a, *ApJ*, 808, L20
- Gagné, J., Faherty, J. K., Cruz, K. L., Lafrenière, D., Doyon, R., Malo, L., Burgasser, A. J., Naud, M.-E., Artigau, É., Bouchard, S., Gizis, J. E., & Albert, L. 2015b, *ApJS*, 219, 33
- Gagné, J., Faherty, J. K., Mamajek, E. E., Malo, L., Doyon, R., Filippazzo, J. C., Weinberger, A. J., Donaldson, J. K., Lépine, S., Lafrenière, D., Artigau, É. t., Burgasser, A. J.,Looper, D., Boucher, A., Beletsky, Y., Camnasio, S., Brunette, C., & Arboit, G. 2016, *ApJ*, *subm.*, arXiv:, 1
- Gagné, J., Lafrenière, D., Doyon, R., Malo, L., & Artigau, É. 2014, *ApJ*, 783, 121
- . 2015c, *ApJ*, 798, 73
- Gaidos, E., Mann, A. W., Lepine, S., Buccino, A., James, D., Ansdell, M., Petrucci, R., Mauas, P., & Hilton, E. J. 2014, *MNRAS*, 443, 2561
- Galicher, R., Marois, C., Macintosh, B., Zuckerman, B., Barman, T. S., Konopacky, Q., Song, I., Patience, J., Lafrenière, D., Doyon, R., & Nielsen, E. L. 2016, *arxiv.org*, arXiv:1607.08239
- Gauza, B., Béjar, V. J. S., Pérez-Garrido, A., Rosa Zapatero Osorio, M., Lodieu, N., Rebolo, R., Pallé, E., & Nowak, G. 2015, *ApJ*, 804, 96
- Gizis, J. E., Kirkpatrick, J. D., Burgasser, A., Reid, I. N., Monet, D. G., Liebert, J., & Wilson, J. C. 2001, *ApJ*, 551, L163

- Goldman, B., Marsat, S., Henning, T., Clemens, C., & Greiner, J. 2010, MNRAS, 405, 1140
- Grether, D. & Lineweaver, C. H. 2006, ApJ, 640, 1051
- Haisch, Jr, K. E., Lada, E. A., & Lada, C. J. 2001, ApJ, 553, L153
- Hatzes, A. P., Cochran, W. D., McArthur, B., Baliunas, S. L., Walker, G. A., Campbell, B., Irwin, A. W., Yang, S., Kürster, M., & Endl, M. 2008, ApJ, 544, L145
- Heinze, A. N., Hinz, P. M., Kenworthy, M., Meyer, M., Sivanandam, S., & Miller, D. 2010a, ApJ, 714, 1570
- Heinze, A. N., Hinz, P. M., Sivanandam, S., Kenworthy, M., Meyer, M., & Miller, D. 2010b, ApJ, 714, 1551
- Henry, G. W., Marcy, G., Butler, R. P., & Vogt, S. S. 1999, IAU Circ., 7307, 1
- Hinkley, S., Bowler, B. P., VIGAN, A., Aller, K. M., Liu, M. C., Mawet, D., Matthews, E., Wahhaj, Z., Kraus, S., Baraffe, I., & Chabrier, G. 2015, ApJ, 805, L10
- Hinkley, S., Pueyo, L., Faherty, J. K., Oppenheimer, B. R., Mamajek, E. E., Kraus, A. L., Rice, E. L., Ireland, M. J., David, T., Hillenbrand, L. A., Vasisht, G., Cady, E., Brenner, D., Veicht, A., Nilsson, R., Zimmerman, N., Parry, I. R., Beichman, C. A., Dekany, R., Roberts, J. E., Roberts, L. C. J., Baranec, C., Crepp, J. R., Burruss, R., Wallace, J. K., King, D., Zhai, C., Lockhart, T., Shao, M., Soummer, R., Sivaramakrishnan, A., & Wilson, L. A. 2013, ApJ, 779, 153
- Holman, M. J. 2005, Science, 307, 1288
- Hubickyj, O., Bodenheimer, P., & Lissauer, J. 2005, Icarus, 179, 415
- Ida, S. & Lin, D. N. C. 2004, ApJ, 604, 388
- Ireland, M. J., Kraus, A., Martinache, F., Law, N., & Hillenbrand, L. A. 2011, ApJ, 726, 113
- Ireland, M. J. & Kraus, A. L. 2014, IAU, 8, 199

Itoh, Y., Hayashi, M., Tamura, M., Tsuji, T., Oasa, Y., Fukagawa, M., Hayashi, S. S., Naoi, T., Ishii, M., Mayama, S., Morino, J.-i., Yamashita, T., Pyo, T.-S., Nishikawa, T., Usuda, T., Murakawa, K., Suto, H., Oya, S., Takato, N., Ando, H., Miyama, S. M., Kobayashi, N., & Kaifu, N. 2005, *ApJ*, 620, 984

Janson, M., Bonavita, M., Klahr, H., Lafrenière, D., Jayawardhana, R., & Zinnecker, H. 2011a, *ApJ*, 736, 89

Janson, M., Brandt, T. D., Kuzuhara, M., Spiegel, D. S., Thalmann, C., Currie, T., Bonnefoy, M., Zimmerman, N., Sorahana, S., Kotani, T., Schlieder, J., Hashimoto, J., Kudo, T., Kusakabe, N., Abe, L., Brandner, W., Carson, J. C., Egner, S., Feldt, M., Goto, M., Grady, C. A., Guyon, O., Hayano, Y., Hayashi, M., Hayashi, S., Henning, T., Hodapp, K. W., Ishii, M., Iye, M., Kandori, R., Knapp, G. R., Kwon, J., Matsuo, T., McElwain, M. W., Mede, K., Miyama, S., Morino, J.-i., Moro-Martin, A., Nakagawa, T., Nishimura, T., Pyo, T.-S., Serabyn, E., Suenaga, T., Suto, H., Suzuki, R., Takahashi, Y., Takami, M., Takato, N., Terada, H., Tomono, D., Turner, E. L., Watanabe, M., Wisniewski, J., Yamada, T., Takami, H., Usuda, T., & Tamura, M. 2013a, *ApJ*, 778, L4

Janson, M., Brandt, T. D., Moro-Martin, A., Usuda, T., Thalmann, C., Carson, J. C., Goto, M., Currie, T., McElwain, M. W., Itoh, Y., Fukagawa, M., Crepp, J., Kuzuhara, M., Hashimoto, J., Kudo, T., Kusakabe, N., Abe, L., Brandner, W., Egner, S., Feldt, M., Grady, C. A., Guyon, O., Hayano, Y., Hayashi, M., Hayashi, S., Henning, T., Hodapp, K. W., Ishii, M., Iye, M., Kandori, R., Knapp, G. R., Kwon, J., Matsuo, T., Miyama, S., Morino, J.-i., Nishimura, T., Pyo, T.-S., Serabyn, E., Suenaga, T., Suto, H., Suzuki, R., Takahashi, Y., Takami, M., Takato, N., Terada, H., Tomono, D., Turner, E. L., Watanabe, M., Wisniewski, J., Yamada, T., Takami, H., & Tamura, M. 2013b, *ApJ*, 773, 73

Janson, M., Carson, J., Thalmann, C., McElwain, M. W., Goto, M., Crepp, J., Wisniewski, J., Abe, L., Brandner, W., Burrows, A. S., Egner, S., Feldt, M., Grady, C. A., Golota, T., Guyon, O., Hashimoto, J., Hayano, Y., Hayashi, M., Hayashi, S., Henning, T., Hodapp, K. W., Ishii, M., Iye, M., Kandori, R., Knapp, G. R., Kudo, T., Kusakabe, N., Kuzuhara, M., Matsuo, T., Mayama, S., Miyama, S., Morino, J. I., Moro-Martin, A., Nishimura, T., Pyo,

- T. S., Serabyn, E., Suto, H., Suzuki, R., Takami, M., Takato, N., Terada, H., Tofflemire, B., Tomono, D., Turner, E. L., Watanabe, M., Yamada, T., Takami, H., Usuda, T., & Tamura, M. 2011b, *ApJ*, 728, 85
- Janson, M., Carson, J. C., Lafrenière, D., Spiegel, D. S., Bent, J. R., & Wong, P. 2012, *ApJ*, 747, 116
- Jayawardhana, R., Coffey, J., Scholz, A., Brandeker, A., & van Kerkwijk, M. H. 2006, *ApJ*, 648, 1206
- Joergens, V., Bonnefoy, M., Liu, Y., Bayo, A., Wolf, S., Chauvin, G., & Rojo, P. 2013, *A&A*, 558, L7
- Johnson, J. A., Butler, R. P., Marcy, G. W., Fischer, D. A., Vogt, S. S., Wright, J. T., & Peek, K. M. G. 2007, *ApJ*, 670, 833
- Jones, J., White, R. J., Quinn, S., Ireland, M., Boyajian, T., Schaefer, G., & Baines, E. K. 2016, *ApJ*, 822, L3
- Jontof-Hutter, D., Rowe, J. F., Lissauer, J. J., Fabrycky, D. C., & Ford, E. B. 2015, *Nature*, 522, 321
- Kalas, P., Graham, J. R., Chiang, E., Fitzgerald, M. P., Clampin, M., Kite, E. S., Stapelfeldt, K. R., Marois, C., & Krist, J. 2008, *Science*, 322, 1345
- Kalas, P., Graham, J. R., Fitzgerald, M. P., & Clampin, M. 2013, *ApJ*, 775, 56
- Kasper, M., Biller, B. A., Burrows, A. S., Brandner, W., Budaj, J., & Close, L. 2007, *A&A*, 471, 655
- Kasting, J. F., Whitmire, D. P., & Reynolds, R. T. 1993, *Icarus*, 101, 108
- Knapp, G. R., Leggett, S. K., Fan, X., Marley, M. S., Geballe, T. R., Golimowski, D. A., Finkbeiner, D., Gunn, J. E., Hennawi, J., Ivezić, Ž., Lupton, R. H., Schlegel, D. J., Strauss, M. A., Tsvetanov, Z. I., Chiu, K., Hoversten, E. A., Glazebrook, K., Zheng, W., Hendrickson,

- M., Williams, C. C., Uomoto, A., Vrba, F. J., Henden, A. A., Luginbuhl, C. B., Guetter, H. H., Munn, J. A., Canzian, B., Schneider, D. P., & Brinkmann, J. 2004, *AJ*, 127, 3553
- Knutson, H. A., Benneke, B., Deming, D., & Homeier, D. 2014, *Nature*, 505, 66
- Konacki, M., Torres, G., Jha, S., & Sasselov, D. D. 2003, *Nature*, 421, 507
- Kraus, A. L. & Ireland, M. J. 2012, *ApJ*, 745, 5
- Kraus, A. L., Ireland, M. J., Cieza, L. A., Hinkley, S., Dupuy, T. J., Bowler, B. P., & Liu, M. C. 2014, *ApJ*, 781, 20
- Kreidberg, L., Bean, J. L., Désert, J.-M., Benneke, B., Deming, D., Stevenson, K. B., Seager, S., Berta-Thompson, Z., Seifahrt, A., & Homeier, D. 2014, *Nature*, 505, 69
- Kuzuhara, M., Tamura, M., Ishii, M., Kudo, T., Nishiyama, S., & Kandori, R. 2011, *AJ*, 141, 119
- Kuzuhara, M., Tamura, M., Kudo, T., Janson, M., Kandori, R., Brandt, T. D., Thalmann, C., Spiegel, D., Biller, B. A., Carson, J., Hori, Y., Suzuki, R., Burrows, A. S., Henning, T., Turner, E. L., McElwain, M. W., Moro-Martin, A., Suenaga, T., Takahashi, Y. H., Kwon, J., Lucas, P., Abe, L., Brandner, W., Egner, S., Feldt, M., Fujiwara, H., Goto, M., Grady, C. A., Guyon, O., Hashimoto, J., Hayano, Y., Hayashi, M., Hayashi, S. S., Hodapp, K. W., Ishii, M., Iye, M., Knapp, G. R., Matsuo, T., Mayama, S., Miyama, S., Morino, J. I., Nishikawa, J., Nishimura, T., Kotani, T., Kusakabe, N., Pyo, T. S., Serabyn, E., Suto, H., Takami, M., Takato, N., Terada, H., Tomono, D., Watanabe, M., Wisniewski, J. P., Yamada, T., Takami, H., & Usuda, T. 2013, *ApJ*, 774, 11
- Lachapelle, F.-R., Lafrenière, D., Gagné, J., Jayawardhana, R., Janson, M., Helling, C., & Witte, S. 2015, *ApJ*, 802, 61
- Lafrenière, D., Doyon, R., Marois, C., Nadeau, D., Oppenheimer, B., Roche, P., Rigaut, F., Graham, J. R., Jayawardhana, R., & Johnstone, D. 2007, *ApJ*, 670, 1367
- Lafrenière, D., Jayawardhana, R., & van Kerkwijk, M. H. 2008, *ApJ*, 689, L153

—. 2010, *ApJ*, 719, 497

Lagrange, A. M., Bonnefoy, M., Chauvin, G., Apai, D., Ehrenreich, D., Boccaletti, A., Gratadour, D., Rouan, D., Mouillet, D., Lacour, S., & Kasper, M. 2010, *Science*, 329, 57

Lagrange, A. M., Gratadour, D., Chauvin, G., Fusco, T., Ehrenreich, D., Mouillet, D., Rousset, G., Rouan, D., Allard, F., Gendron, E., Charton, J., Mugnier, L., Rabou, P., Montri, J., & Lacombe, F. 2009, *A&A*, 493, L21

Lagrange, A. M., Langlois, M., Gratton, R., Maire, A. L., Milli, J., Olofsson, J., Vigan, A., Bailey, V., Mesa, D., Chauvin, G., Boccaletti, A., Galicher, R., Girard, J. H., Bonnefoy, M., Samland, M., Ménard, F., Henning, T., Kenworthy, M., Thalmann, C., Beust, H., Beuzit, J. L., Brandner, W., Buenzli, E., Cheetham, A., Janson, M., le Coroller, H., Lannier, J., Mouillet, D., Peretti, S., Perrot, C., Salter, G., Sissa, E., Wahhaj, Z., Abe, L., Desidera, S., Feldt, M., Madec, F., Perret, D., Petit, C., Rabou, P., Soenke, C., & Weber, L. 2016, *A&A*, 586, L8

Lannier, J., Delorme, P., Lagrange, A. M., Borgniet, S., Rameau, J., Schlieder, J. E., Gagné, J., Bonavita, M. A., Malo, L., Chauvin, G., Bonnefoy, M., & Girard, J. H. 2016, *A&A*

Lecar, M., Podolak, M., Sasselov, D., & Chiang, E. 2006, *ApJ*, 640, 1115

Lee, J. W., Kim, S.-L., Kim, C.-H., Koch, R. H., Lee, C.-U., Kim, H.-I., & Park, J.-H. 2009, *AJ*, 137, 3181

Léger, A., Rouan, D., Schneider, J., Barge, P., Fridlund, M., Samuel, B., Ollivier, M., Guenther, E., Deleuil, M., Deeg, H. J., Auvergne, M., alonso, R., Aigrain, S., Alapini, A., Almenara, J. M., Baglin, A., Barbieri, M., Bruntt, H., Bordé, P., Bouchy, F., Cabrera, J., Catala, C., Carone, L., Carpano, S., Csizmadia, S., Dvorak, R., Erikson, A., Ferraz-Mello, S., Foing, B., Fressin, F., Gandolfi, D., Gillon, M., Gondoin, P., Grasset, O., Guillot, T., Hatzes, A., Hébrard, G., Jorda, L., Lammer, H., Llebaria, A., Loeillet, B., Mayor, M., Mazeh, T., Moutou, C., Pätzold, M., Pont, F., Queloz, D., Rauer, H., Renner, S., Samadi, R., Shporer, A., Sotin, C., Tingley, B., Wuchterl, G., Adda, M., Agogu, P., Appourchaux, T., Ballans, H., Baron, P., Beaufort, T., Bellenger, R., Berlin, R., Bernardi, P., Blouin, D., Baudin, F.,

- Bodin, P., Boissard, L., Boit, L., Bonneau, F., Borzeix, S., Briet, R., Buey, J. T., Butler, B., Cailleau, D., Cautain, R., Chabaud, P. Y., Chaintreuil, S., Chiavassa, F., Costes, V., Cuna Parrho, V., De Oliveira Fialho, F., Decaudin, M., Defise, J. M., Djalal, S., Epstein, G., Exil, G. E., Fauré, C., Fenouillet, T., Gaboriaud, A., Gallic, A., Gamet, P., Gavalda, P., Grolleau, E., Gruneisen, R., Gueguen, L., Guis, V., Guivarc'h, V., Guterman, P., Hallouard, D., Hasiba, J., Heuripeau, F., Huntzinger, G., Hustaix, H., Imad, C., Imbert, C., Johlander, B., Jouret, M., Journoud, P., Karioty, F., Kerjean, L., Lafaille, V., Lafond, L., Lam-Trong, T., Landiech, P., Lapeyrere, V., Larqué, T., Laudet, P., Lautier, N., Lecann, H., Lefevre, L., Leruyet, B., Levacher, P., Magnan, A., Mazy, E., Mertens, F., Mesnager, J. M., Meunier, J. C., Michel, J. P., Monjoin, W., Naudet, D., Nguyen-Kim, K., Orcesi, J. L., Ottacher, H., Perez, R., Peter, G., Plasson, P., Plesseria, J. Y., Pontet, B., Pradines, A., Quentin, C., Reynaud, J. L., Rolland, G., Rollenhagen, F., Romagnan, R., Russ, N., Schmidt, R., Schwartz, N., Sebbag, I., Sedes, G., Smit, H., Steller, M. B., Sunter, W., Surace, C., Tello, M., Tiphène, D., Toulouse, P., Ulmer, B., Vandermarcq, O., Vergnault, E., Vuillemin, A., & Zanatta, P. 2009, *A&A*, 506, 287
- Leggett, S. K., Albert, L., Artigau, É., Burningham, B., Delfosse, X., Delorme, P., Forveille, T., Lucas, P. W., Marley, M. S., Pinfield, D. J., Reylé, C., Saumon, D., Smart, R. L., & Warren, S. J. 2011, *ASP Conf. Ser.*, 448, 913
- Lin, D. & Dixon, D. 2009, *Dossier Pour la Science*
- Lissauer, J. J., Fabrycky, D. C., Ford, E. B., Borucki, W. J., Fressin, F., Marcy, G. W., Orosz, J. A., Rowe, J. F., Torres, G., Welsh, W. F., Batalha, N. M., Bryson, S. T., Buchhave, L. A., Caldwell, D. A., Carter, J. A., Charbonneau, D., Christiansen, J. L., Cochran, W. D., Désert, J.-M., Dunham, E. W., Fanelli, M. N., Fortney, J. J., Gautier, III, T. N., Geary, J. C., Gilliland, R. L., Haas, M. R., Hall, J. R., Holman, M. J., Koch, D. G., Latham, D. W., Lopez, E., McCauliff, S., Miller, N., Morehead, R. C., Quintana, E. V., Ragozzine, D., Sasselov, D., Short, D. R., & Steffen, J. H. 2011, *Nature*, 470, 53
- Liu, M. C., Delorme, P., Dupuy, T. J., Bowler, B. P., Albert, L., Artigau, É., Reylé, C., Forveille, T., & Delfosse, X. 2011, *ApJ*, 740, 108

- Liu, M. C., Dupuy, T. J., Bowler, B. P., Leggett, S. K., & Best, W. M. J. 2012, *ApJ*, 758, 57
- Liu, M. C., Magnier, E. A., Deacon, N. R., Allers, K. N., Dupuy, T. J., Kotson, M. C., Aller, K. M., Burgett, W. S., Chambers, K. C., Draper, P. W., Hodapp, K. W., Jedicke, R., Kaiser, N., Kudritzki, R. P., Metcalfe, N., Morgan, J. S., Price, P. A., Tonry, J. L., & Wainscoat, R. J. 2013, *ApJ*, 777, L20
- Lodders, K. 2004, *Science*, 303, 323
- Lovis, C., Segransan, D., Mayor, M., Udry, S., Benz, W., Bertaux, J. L., Bouchy, F., Correia, A. C. M., Laskar, J., Lo Curto, G., Mordasini, C., Pepe, F., Queloz, D., & Santos, N. C. 2011, *A&A*, 528, 112
- Lowrance, P. J., Becklin, E. E., Schneider, G., Kirkpatrick, J. D., Weinberger, A. J., Zuckerman, B., Dumas, C., Beuzit, J.-L., Plait, P., Malumuth, E., Heap, S., Terrile, R. J., & Hines, D. C. 2005, *AJ*, 130, 1845
- Luhman, K. L., Burgasser, A. J., & Bochanski, J. J. 2011a, *AJ*, 730, L9
- Luhman, K. L., Burgasser, A. J., Labbé, I., Saumon, D., Marley, M. S., Bochanski, J. J., Monson, A. J., & Persson, S. E. 2011b, *ApJ*, 744, 135
- Luhman, K. L., Mamajek, E. E., Allen, P. R., Muench, A. A., & Finkbeiner, D. P. 2009, *AJ*, 691, 1265
- Luhman, K. L., Patten, B. M., Marengo, M., Schuster, M. T., Hora, J. L., Ellis, R. G., Stauffer, J. R., Sonnett, S. M., Winston, E., Gutermuth, R. A., Megeath, S. T., Backman, D. E., Henry, T. J., Werner, M. W., & Fazio, G. G. 2007, *ApJ*, 654, 570
- Luhman, K. L., Wilson, J. C., Brandner, W., Skrutskie, M. F., Nelson, M. J., Smith, J. D., Peterson, D. E., Cushing, M. C., & Young, E. 2006, *ApJ*, 649, 894
- Macintosh, B., Graham, J., Palmer, D., Doyon, R., Gavel, D., Larkin, J., Oppenheimer, B., Saddlemyer, L., Wallace, J. K., Bauman, B., Evans, J., Erikson, D., Morzinski, K., Phillion, D., Poyneer, L., Sivaramakrishnan, A., Soummer, R., Thibault, S., & Veran, J.-P. 2006, in *Proc. SPIE*, ed. B. L. Ellerbroek & D. Bonaccini Calia (SPIE), 62720L–62720L–12

- Macintosh, B., Graham, J. R., Barman, T. S., De Rosa, R. J., Konopacky, Q., Marley, M. S., Marois, C., Nielsen, E. L., Pueyo, L., Rajan, A., Rameau, J., Saumon, D., Wang, J. J., Patience, J., Ammons, M., Arriaga, P., Artigau, É., Beckwith, S., Brewster, J., Bruzzone, S., Bulger, J., Burningham, B., Burrows, A. S., Chen, C., Chiang, E., Chilcote, J. K., Dawson, R. I., Dong, R., Doyon, R., Draper, Z. H., Duchêne, G., Esposito, T. M., Fabrycky, D., Fitzgerald, M. P., Follette, K. B., Fortney, J. J., Gerard, B., Goodsell, S., Greenbaum, A. Z., Hibon, P., Hinkley, S., Cotten, T. H., Hung, L. W., Ingraham, P., Johnson-Groh, M., Kalas, P., Lafrenière, D., Larkin, J. E., Lee, J., Line, M., Long, D., Maire, J., Marchis, F., Matthews, B. C., Max, C. E., Metchev, S., Millar-Blanchaer, M. A., Mittal, T., Morley, C. V., Morzinski, K. M., Murray-Clay, R., Oppenheimer, R., Palmer, D. W., Patel, R., Perrin, M. D., Poyneer, L. A., Rafikov, R. R., Rantakyro, F. T., Rice, E. L., Rojo, P., Rudy, A. R., Ruffio, J. B., Ruiz, M. T., Sadakuni, N., Saddlemyer, L., Salama, M., Savransky, D., Schneider, A. C., Sivaramakrishnan, A., Song, I., Soummer, R., Thomas, S., Vasisht, G., Wallace, J. K., Ward-Duong, K., Wiktorowicz, S. J., Wolff, S. G., & Zuckerman, B. 2015, *Science*, 350, 64
- Macintosh, B., Graham, J. R., Ingraham, P., Konopacky, Q., Marois, C., Perrin, M., Poyneer, L., Bauman, B., Barman, T. S., Burrows, A. S., Cardwell, A., Chilcote, J., De Rosa, R. J., Dillon, D., Doyon, R., Dunn, J., Erikson, D., Fitzgerald, M. P., Gavel, D., Goodsell, S., Hartung, M., Hibon, P., Kalas, P., Larkin, J., Maire, J., Marchis, F., Marley, M. S., McBride, J., Millar-Blanchaer, M., Morzinski, K., Norton, A., Oppenheimer, B., Palmer, D., Patience, J., Pueyo, L., Rantakyro, F., Sadakuni, N., Saddlemyer, L., Savransky, D., Serio, A., Soummer, R., Sivaramakrishnan, A., Song, I., Thomas, S., Wallace, J. K., Wiktorowicz, S., & Wolff, S. 2014, in *Proceedings of the National Academy of Sciences*, Lawrence Livermore National Laboratory, Livermore, CA 94551; Kavli Institute for Particle Astrophysics and Cosmology, Stanford University, Stanford, CA 94305, 12661–12666
- Malo, L., Artigau, É., Doyon, R., Lafrenière, D., Albert, L., & Gagné, J. 2014a, *ApJ*, 788, 81
- Malo, L., Doyon, R., Feiden, G. A., Albert, L., Lafrenière, D., Artigau, É., Gagné, J., & Riedel, A. 2014b, *ApJ*, 792, 37

- Malo, L., Doyon, R., Lafrenière, D., Artigau, É., Gagné, J., Baron, F., & Riedel, A. 2013, *ApJ*, 762, 88
- Mamajek, E. E. 2012, *ApJ*, 754, L20
- . 2016, *IAU*, 314, 21
- Mamajek, E. E. & Bell, C. P. M. 2014, *MNRAS*, 445, 2169
- Marcy, G. W. & Butler, R. P. 2000, *PASP*, 112, 137
- Marcy, G. W., Butler, R. P., Vogt, S. S., Fischer, D. A., Wright, J. T., Johnson, J. A., Tinney, C. G., Jones, H. R. A., Carter, B. D., Bailey, J., O'Toole, S. J., & Upadhyay, S. 2008, *Phys. Scr.*, 130, 4001
- Marley, M. S., Fortney, J. J., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., & Lissauer, J. J. 2007, *ApJ*, 655, 541
- Marois, C., Doyon, R., Nadeau, D., Racine, R., Riopel, M., Vallee, P., & Lafrenière, D. 2005, *PASP*, 117, 745
- Marois, C., Lafrenière, D., Doyon, R., Macintosh, B., & Nadeau, D. 2006, *ApJ*, 641, 556
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T. S., Zuckerman, B., Song, I., Patience, J., Lafrenière, D., & Doyon, R. 2008, *Science*, 322, 1348
- Marois, C., Zuckerman, B., Konopacky, Q. M., Macintosh, B., & Barman, T. S. 2010, *Nature*, 468, 1080
- Masciadri, E., Mundt, R., Henning, T., Álvarez, C., & y Navascués, D. B. 2005, *ApJ*, 625, 1004
- Matsuo, T., Shibai, H., Ootsubo, T., & Tamura, M. 2007, *arxiv.org*, 1282
- Mayor, M., Bonfils, X., Forveille, T., Delfosse, X., Udry, S., Bertaux, J. L., Beust, H., Bouchy, F., Lovis, C., Pepe, F., Perrier, C., Queloz, D., & Santos, N. C. 2009, *ApJ*, 507, 487

- Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C., Udry, S., Segransan, D., Pepe, F., Benz, W., Bertaux, J. L., Bouchy, F., Dumusque, X., Lo Curto, G., Mordasini, C., Queloz, D., & Santos, N. C. 2011, *A&A*
- Mayor, M. & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
- McArthur, B. E., Benedict, G. F., Barnes, R., Martioli, E., Korzennik, S., Nelan, E., & Butler, R. P. 2010, *ApJ*, 715, 1203
- Mclean, I. S., Prato, L., McGovern, M. R., Burgasser, A. J., Kirkpatrick, J. D., Rice, E. L., & Kim, S. S. 2007, *ApJ*, 658, 1217
- Mégevand, D., Zerbi, F. M., Cabral, A., Di Marcantonio, P., Amate, M., Pepe, F., Cristiani, S., Rebolo, R., Santos, N. C., Dekker, H., Abreu, M., Affolter, M., Avila, G., Baldini, V., Bristow, P., Broeg, C., Carvas, P., Cirami, R., Coelho, J., Comari, M., Conconi, P., Coretti, I., Cupani, G., D'Odorico, V., De Caprio, V., Delabre, B., Figueira, P., Fleury, M., Fragoso, A., Genolet, L., Gomes, R., Gonzalez Hernandez, J., Hughes, I., Iwert, O., Kerber, F., Landoni, M., Lima, J., Lizon, J.-L., Lovis, C., Maire, C., Mannetta, M., Martins, C., Moitinho, A., Molaro, P., Monteiro, M., Rasilla, J. L., Riva, M., Santana Tschudi, S., Santin, P., Sosnowska, D., Sousa, S., Spanò, P., Tenegi, F., Toso, G., Vanzella, E., Viel, M., & Zapatero Osorio, M. R. 2012, in *Proc. SPIE*, ed. I. S. Mclean, S. K. Ramsay, & H. Takami (SPIE), 84461R–84461R–15
- Meshkat, T., Bailey, V., Rameau, J., Bonnefoy, M., Boccaletti, A., Mamajek, E. E., Kenworthy, M., Chauvin, G., Lagrange, A. M., Su, K. Y. L., & Currie, T. 2013, *ApJ*, 775, L40
- Metchev, S., Apai, D., Radigan, J., Artigau, É., Heinze, A., Helling, C., Homeier, D., Littlefair, S., Morley, C., Skemer, A., & Stark, C. 2013, *Astron. Nachr.*, 334, 40
- Metchev, S. A., Heinze, A., Apai, D., Fplateau, D., Radigan, J., Burgasser, A., Marley, M. S., Artigau, É., Plavchan, P., & Goldman, B. 2015, *ApJ*, 799, 154
- Metchev, S. A. & Hillenbrand, L. A. 2006, *AJ*, 651, 1166
- . 2009, *ApJS*, 181, 62

- Millar-Blanchaer, M. A., Graham, J. R., Pueyo, L., Kalas, P., Dawson, R. I., Wang, J., Perrin, M. D., moon, D.-S., Macintosh, B., Ammons, S. M., Barman, T. S., Cardwell, A., Chen, C. H., Chiang, E., Chilcote, J., Cotten, T., Rosa, R. J. D., Draper, Z. H., Dunn, J., Duchêne, G., Esposito, T. M., Fitzgerald, M. P., Follette, K. B., Goodsell, S. J., Greenbaum, A. Z., Hartung, M., Hibon, P., Hinkley, S., Ingraham, P., Jensen-Clem, R., Konopacky, Q., Larkin, J. E., Long, D., Maire, J., Marchis, F., Marley, M. S., Marois, C., Morzinski, K. M., Nielsen, E. L., Palmer, D. W., Oppenheimer, R., Poyneer, L., Rajan, A., Rantakyö, F. T., Ruffio, J.-B., Sadakuni, N., Saddlemyer, L., Schneider, A. C., Sivaramakrishnan, A., Soummer, R., Thomas, S., Vasisht, G., Vega, D., Wallace, J. K., Ward-Duong, K., Wiktorowicz, S. J., & Wolff, S. G. 2015, *ApJ*, 811, 18
- Miralda Escude, J. 2008, *ApJ*, 564, 1019
- Montet, B. T., Crepp, J. R., Johnson, J. A., Howard, A. W., & Marcy, G. W. 2014, *ApJ*, 781, 28
- Morley, C. V., Fortney, J. J., Marley, M. S., Visscher, C., Saumon, D., & Leggett, S. K. 2012, *ApJ*, 756, 172
- Morley, C. V., Fortney, J. J., Marley, M. S., Zahnle, K., Line, M., Kempton, E., Lewis, N., & Cahoy, K. 2015, *ApJ*, 815, 110
- Morzinski, K. M., Males, J. R., Skemer, A. J., Close, L. M., Hinz, P. M., Rodigas, T. J., Puglisi, A., Esposito, S., Riccardi, A., Pinna, E., Xompero, M., Briguglio, R., Bailey, V. P., Follette, K. B., Kopon, D., Weinberger, A. J., & Wu, Y.-L. 2015, *ApJ*, 815, 108
- Naef, D., Mayor, M., Beuzit, J. L., Perrier, C., Queloz, D., Sivan, J. P., & Udry, S. 2004, *A&A*, 414, 351
- Nakajima, T., Oppenheimer, B., Kulkarni, S. R., Golimowski, D. A., Matthews, K., & Durrance, S. T. 1995, *Nature*, 378, 463
- Naud, M.-E., Artigau, É., Doyon, R., Malo, L., Albert, L., Lafrenière, D., & Gagné, J. 2013, *EPJ Web of Conferences*, 47, 13004

- Naud, M.-E., Artigau, É., Malo, L., Albert, L., Doyon, R., Lafrenière, D., Gagné, J., Saumon, D., Morley, C. V., Allard, F., Homeier, D., Beichman, C. A., Gelino, C. R., & Boucher, A. 2014, *ApJ*, 787, 5
- Neill Reid, I., Cruz, K. L., Kirkpatrick, J. D., Allen, P. R., Mungall, F., Liebert, J., Lowrance, P., & Sweet, A. 2008, *AJ*, 136, 1290
- Nesvorny, D., Kipping, D. M., Buchhave, L. A., Bakos, G. Á., Hartman, J., & Schmitt, A. R. 2012, *Science*, 336, 1133
- Neuhäuser, R., Guenther, E. W., Alves, J., Huelamo, N., Ott, T., & Eckart, A. 2003, *Astron. Nachr.*, 324, 535
- Neuhäuser, R., Guenther, E. W., Wuchterl, G., Mugrauer, M., Bedalov, A., & Hauschildt, P. H. 2005, *A&A*, 435, L13
- Nielsen, E. L., Liu, M. C., Wahhaj, Z., Biller, B. A., Hayward, T. L., Close, L. M., Males, J. R., Skemer, A. J., Chun, M. R., Ftaclas, C., Alencar, S. H. P., Artymowicz, P., Boss, A. P., Clarke, F., de Gouveia Dal Pino, E., Gregorio-Hetem, J., Hartung, M., Ida, S., Kuchner, M. J., Lin, D. N. C., Reid, I. N., Shkolnik, E. L., Tecza, M., Thatte, N., & Toomey, D. W. 2013, *ApJ*, 776, 4
- Nutzman, P. & Charbonneau, D. 2008, *PASP*, 120, 317
- Pasquini, L., Cristiani, S., Garcia-Lopez, R., Haehnelt, M., & Mayor, M. 2010, *The Messenger*, 140, 20
- Perets, H. B. & Kouwenhoven, M. B. N. 2012, *AJ*, 750, 83
- Perryman, M. 2011, *The Exoplanet Handbook* (Cambridge University Press)
- Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hoeg, E., Bastian, U., Bernacca, P. L., Crézé, M., Donati, F., Grenon, M., Grewing, M., van Leeuwen, F., van der Marel, H., Mignard, F., Murray, C. A., Le Poole, R. S., Schrijver, H., Turon, C., Arenou, F., Froeschlé, M., & Petersen, C. S. 1997, *A&A*, 323

- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., Lissauer, J. J., Podolak, M., & Greenzweig, Y. 1996, *Icarus*, 124, 62
- Quanz, S. P., Amara, A., Meyer, M. R., Girard, J. H., Kenworthy, M. A., & Kasper, M. 2015, *ApJ*, 807, 64
- Quanz, S. P., Amara, A., Meyer, M. R., Kenworthy, M. A., Kasper, M., & Girard, J. H. 2013, *ApJ*, 766, L1
- Radigan, J., Jayawardhana, R., Lafrenière, D., Artigau, É., Marley, M., & Saumon, D. 2012, *ApJ*, 750, 105
- Rafikov, R. R. 2005, *ApJ*, 621, L69
- Rajan, A., Barman, T. S., Soummer, R., Hagan, J. B., Patience, J., Pueyo, L., Choquet, É., Konopacky, Q., Macintosh, B., & Marois, C. 2015, *ApJ*, 809, L33
- Rameau, J., Chauvin, G., Lagrange, A. M., Boccaletti, A., Quanz, S. P., Bonnefoy, M., Girard, J. H., Delorme, P., Desidera, S., Klahr, H., Mordasini, C., Dumas, C., & Bonavita, M. 2013a, *ApJ*, 772, L15
- Rameau, J., Chauvin, G., Lagrange, A. M., Klahr, H., Bonnefoy, M., Mordasini, C., Bonavita, M., Desidera, S., Dumas, C., & Girard, J. H. 2013b, *A&A*, 553, A60
- Rameau, J., Nielsen, E. L., De Rosa, R. J., Blunt, S. C., Patience, J., Doyon, R., Graham, J. R., Lafrenière, D., Macintosh, B., Marchis, F., Bailey, V., Chilcote, J. K., Duchêne, G., Esposito, T. M., Hung, L.-W., Konopacky, Q. M., Maire, J., Marois, C., Metchev, S., Perrin, M. D., Pueyo, L., Rajan, A., Savransky, D., Wang, J. J., Ward-Duong, K., Wolff, S. G., Ammons, S. M., Hibon, P., Ingraham, P., Kalas, P., Morzinski, K. M., Oppenheimer, R., Rantakyarö, F. T., & Thomas, S. 2016, *ApJL*, 822, L29
- Rebolo, R. 1998, *AJ*, 282, 1309
- Reid, I. N. & Walkowicz, L. M. 2006, *PASP*, 118, 671

- Reylé, C., Delorme, P., Willott, C. J., Albert, L., Delfosse, X., Forveille, T., Artigau, É., Malo, L., Hill, G. J., & Doyon, R. 2010, *A&A*, 522, A112
- Ricker, G. R., Winn, J. N., Vanderspek, R., Latham, D. W., Bakos, G. Á., Bean, J. L., Bert-Thompson, Z. K., Brown, T. M., Buchhave, L., Butler, N. R., Butler, R. P., Chaplin, W. J., Charbonneau, D., Christensen-Dalsgaard, J., Clampin, M., Deming, D., Doty, J., De Lee, N., Dressing, C., Dunham, E. W., Endl, M., Fressin, F., Ge, J., Henning, T., Holman, M. J., Howard, A. W., Ida, S., Jenkins, J. M., Jernigan, G., Johnson, J. A., Kaltenegger, L., Kawai, N., Kjeldsen, H., Laughlin, G., Levine, A. M., Lin, D. N. C., Lissauer, J. J., MacQueen, P., Marcy, G., McCullough, P. R., Morton, T. D., Narita, N., Paegert, M., Pallé, E., Pepe, F., Pepper, J., Quirrenbach, A., Rinehart, S. A., Sasselov, D., Sato, B., Seager, S., Sozzetti, A., Stassun, K. G., Sullivan, P., Szentgyorgyi, A., Torres, G., Udry, S., & Villaseñor, J. 2015, *J. Astron. Telesc. Instrum. Syst*, 1, 014003
- Rodriguez, D. R., Zuckerman, B., Melis, C., & Song, I. 2011, *ApJL*, 732, L29
- Rosa, R. J. D., Nielsen, E. L., Blunt, S. C., Graham, J. R., Konopacky, Q. M., Marois, C., Pueyo, L., Rameau, J., Ryan, D. M., Wang, J. J., Bailey, V., Chontos, A., Fabrycky, D. C., Follette, K. B., Macintosh, B., Marchis, F., Ammons, S. M., Arriaga, P., Chilcote, J. K., Cotten, T. H., Doyon, R., Duchêne, G., Esposito, T. M., Fitzgerald, M. P., Gerard, B., Goodsell, S. J., Greenbaum, A. Z., Hibon, P., Ingraham, P., Johnson-Groh, M., Kalas, P. G., Lafrenière, D., Maire, J., Metchev, S., Millar-Blanchaer, M. A., Morzinski, K. M., Oppenheimer, R., Patel, R. I., Patience, J. L., Perrin, M. D., Rajan, A., Rantakyrö, F. T., Ruffio, J.-B., Schneider, A. C., Sivaramakrishnan, A., Song, I., Tran, D., Vasisht, G., Ward-Duong, K., & Wolff, S. G. 2015, *ApJ*, 814, L3
- Rousset, G., Lacombe, F., Puget, P., Hubin, N. N., Gendron, E., Fusco, T., Arsenault, R., Charton, J., Feautrier, P., Gigan, P., Kern, P. Y., Lagrange, A.-M., Madec, P.-Y., Mouillet, D., Rabaud, D., Rabou, P., Stadler, E., & Zins, G. 2003, in *Proc. SPIE*, ed. P. L. Wizinowich & D. Bonaccini (SPIE), 140–149
- Safronov, V. S. 1972, Evolution of the protoplanetary cloud and formation of the earth and planets, -1

- Sallum, S., Follette, K. B., Eisner, J. A., Close, L., Hinz, P., Kratter, K., Males, J., Skemer, A., Macintosh, B., Tuthill, P., Bailey, V., Defrère, D., Morzinski, K., Rodigas, T., Spalding, E., Vaz, A., & Weinberger, A. J. 2015, *Nature*, 527, 342
- Santerne, A., Moutou, C., Tsantaki, M., Bouchy, F., Hébrard, G., Adibekyan, V., Almenara, J. M., Amard, L., Barros, S. C. C., Boisse, I., Bonomo, A. S., Bruno, G., Courcol, B., Deleuil, M., Demangeon, O., Díaz, R. F., Guillot, T., Havel, M., Montagnier, G., Rajpurohit, A. S., Rey, J., & Santos, N. C. 2016, *A&A*, 587, A64
- Santos, N. C., Mayor, M., Queloz, D., & Udry, S. 2002, *ApJ*, 110, 32
- Sasselov, D. D. 2008, *Nature*, 451, 29
- Saumon, D., Chabrier, G., & van Horn, H. M. 1995, *ApJS*, 99, 713
- Saumon, D. & Marley, M. S. 2008, *ApJ*, 689, 1327
- Schneider, J., Dedieu, C., Le Sidaner, P., Savalle, R., & Zolotukhin, I. 2011, *A&A*, 532, 79
- Scholz, A., Kostov, V., Jayawardhana, R., & Mužić, K. 2015, *ApJ*, 809, L29
- Scholz, R.-D. 2010, *A&A*, 515, A92
- Seager, S. 2013, *Science*, 340, 577
- Seager, S. & Deming, D. 2010, *ARA&A*, 48, 631
- Selsis, F., Kasting, J. F., Levrard, B., Paillet, J., Ribas, I., & Delfosse, X. 2007, *A&A*, 476, 1373
- Sigurdsson, S., Richer, H. B., Hansen, B. M., Stairs, I. H., & Thorsett, S. E. 2003, *Science*, 301, 193
- Silvotti, R., Schuh, S., Janulis, R., Bernabei, S., Østensen, R., Solheim, J. E., Bruni, I., Gualandi, R., Oswald, T., Bonanno, A., & Mignemi, B. 2007, *ASP Conf. Ser.*, 372, 369
- Skemer, A. J., Morley, C. V., Zimmerman, N. T., Skrutskie, M. F., Leisenring, J., Buenzli, E., Bonnefoy, M., Bailey, V., Hinz, P., Defrere, D., Esposito, S., Apai, D., Biller, B. A.,

- Brandner, W., Close, L., Crepp, J. R., De Rosa, R. J., Desidera, S., Eisner, J., Fortney, J. J., Freedman, R., Henning, T., Hofmann, K.-H., Kopytova, T., Lupu, R., Maire, A.-L., Males, J. R., Marley, M., Morzinski, K., Oza, A., Patience, J., Rajan, A., Rieke, G., Schertl, D., Schlieder, J., Stone, J., Su, K., Vaz, A., Visscher, C., Ward-Duong, K., Weigelt, G., & Woodward, C. E. 2016, *ApJ*, 817, 166
- Smith, B. A. & Terrile, R. J. 1984, *Science*, 226, 1421
- Snellen, I. A. G., Brandl, B. R., de Kok, R. J., Brogi, M., Birkby, J., & Schwarz, H. 2014, *Nature*, 509, 63
- Soderblom, D. R. 2010, *ApJ*, 48, 581
- Sozzetti, A., Segransan, D., Sasnowska, D., Rambaux, N., Tinetti, G., Lattanzi, M. G., Morbidelli, R., Micela, G., & Giacobbe, P. 2012, in *Hot Planets and Cool Stars*
- Spiegel, D. S. & Burrows, A. S. 2012, *ApJ*, 745, 174
- Stamatellos, D. & Whitworth, A. P. 2009, *MNRAS*, 392, 413
- Stone, J. M., Skemer, A. J., Kratter, K. M., Dupuy, T. J., Close, L. M., Eisner, J. A., Fortney, J. J., Hinz, P. M., Males, J. R., Morley, C. V., Morzinski, K. M., & Ward-Duong, K. 2016, *ApJ*, 818, L12
- Sudarsky, D., Burrows, A. S., & Hubeny, I. 2003, *ApJ*, 588, 1121
- Sudarsky, D., Burrows, A. S., & Pinto, P. 2000, *ApJ*, 538, 885
- Thalmann, C., Carson, J., Janson, M., Goto, M., McElwain, M., Egner, S., Feldt, M., Hashimoto, J., Hayano, Y., Henning, T., Hodapp, K. W., Kandori, R., Klahr, H., Kudo, T., Kusakabe, N., Mordasini, C., Morino, J. I., Suto, H., Suzuki, R., & Tamura, M. 2009, *AJ*, 707, L123
- Todorov, K., Luhman, K. L., & McLeod, K. K. 2010, *ApJ*, 714, L84
- Todorov, K. O., Luhman, K. L., Konopacky, Q. M., McLeod, K. K., Apai, D., Ghez, A. M., Pascucci, I., & Robberto, M. 2014, *ApJ*, 788, 40

- Tokovinin, A. 2014, *AJ*, 147, 87
- Troup, N. W., Nidever, D. L., De Lee, N., Carlberg, J., Majewski, S. R., Fernandez, M., Covey, K., Chojnowski, S. D., Pepper, J., Nguyen, D. T., Stassun, K., Nguyen, D. C., Wisniewski, J. P., Fleming, S. W., Bizyaev, D., Frinchaboy, P. M., García-Hernández, D. A., Ge, J., Hearty, F., Meszaros, S., Pan, K., Prieto, C. A., Schneider, D. P., Shetrone, M. D., Skrutskie, M. F., Wilson, J., & Zamora, O. 2016, *AJ*, 85
- Tuomi, M. 2012, *A&A*, 543, 52
- Vigan, A., Bonnefoy, M., Ginski, C., Beust, H., Galicher, R., Janson, M., Baudino, J. L., Buenzli, E., Hagelberg, J., D'Orazi, V., Desidera, S., Maire, A. L., Gratton, R., Sauvage, J. F., Chauvin, G., Thalmann, C., Malo, L., Salter, G., Zurlo, A., Antichi, J., Baruffolo, A., Baudoz, P., Blanchard, P., Boccaletti, A., Beuzit, J. L., Carle, M., Claudi, R., Costille, A., Delboulb e, A., Dohlen, K., Dominik, C., Feldt, M., Fusco, T., Gluck, L., Girard, J., Giro, E., Gry, C., Henning, T., Hubin, N., Hugot, E., Jaquet, M., Kasper, M., Lagrange, A. M., Langlois, M., Le Mignant, D., Llored, M., Madec, F., Martinez, P., Mawet, D., Mesa, D., Milli, J., Mouillet, D., Moulin, T., Moutou, C., Orign e, A., Pavlov, A., Perret, D., Petit, C., Pragt, J., Puget, P., Rabou, P., Rochat, S., Roelfsema, R., Salasnich, B., Schmid, H. M., Sevin, A., Siebenmorgen, R., Smette, A., Stadler, E., Suarez, M., Turatto, M., Udry, S., Vakili, F., Wahhaj, Z., Weber, L., & Wildi, F. 2016, *A&A*, 587, A55
- Vigan, A., Patience, J., Marois, C., Bonavita, M., De Rosa, R. J., Macintosh, B., Song, I., Doyon, R., Zuckerman, B., Lafreni ere, D., & Barman, T. S. 2012, *A&A*, 544, A9
- Wagner, K., Apai, D., Kasper, M., Kratter, K., McClure, M., Robberto, M., & Beuzit, J.-L. 2016, *Science*, 353, aaf9671
- Wahhaj, Z., Liu, M. C., Nielsen, E. L., Biller, B. A., Hayward, T. L., Close, L. M., Males, J. R., Skemer, A., Ftaclas, C., Chun, M. R., Thatte, N., Tecza, M., Shkolnik, E. L., Kuchner, M. J., Reid, I. N., de Gouveia Dal Pino, E. M., Alencar, S. H. P., Gregorio-Hetem, J., Boss, A. P., Lin, D. N. C., & Toomey, D. W. 2013, *ApJ*, 773, 179
- White, R. J. & Ghez, A. M. 2001, *ApJ*, 556, 265

- Winn, J. N. 2010, in *Exoplanets*, ed. S. Seager (Tucson: Exoplanets), 55–77
- Winn, J. N. & Fabrycky, D. C. 2015, *ARA&A*, 53, 409
- Wolszczan, A. 1994, *Science*, 264, 538
- Wolszczan, A. & Frail, D. A. 1992, *Nature*, 355, 145
- Wright, J. T., Fakhouri, O., Marcy, G. W., Han, E., Feng, Y., Johnson, J. A., Howard, A. W., Fischer, D. A., Valenti, J. A., Anderson, J., & Piskunov, N. 2011, *PASP*, 123, 412
- Wu, Y.-L., Close, L. M., Males, J. R., Barman, T. S., Morzinski, K. M., Follette, K. B., Bailey, V. P., Rodigas, T. J., Hinz, P., Puglisi, A., Komperro, M., & Briguglio, R. 2015, *ApJ*, 807, L13
- Yamamoto, K., Matsuo, T., Shibai, H., Itoh, Y., Konishi, M., Sudo, J., Tanii, R., Fukagawa, M., Sumi, T., Kudo, T., Hashimoto, J., Kusakabe, N., Abe, L., Brandner, W., Brandt, T. D., Carson, J., Currie, T., Egner, S. E., Feldt, M., Goto, M., Grady, C., Guyon, O., Hayano, Y., Hayashi, M., Hayashi, S., Henning, T., Hodapp, K., Ishii, M., Iye, M., Janson, M., Kandori, R., Knapp, G. R., Kuzuhara, M., Kwon, J., McElwain, M., Miyama, S., Morino, J.-i., Moro-Martin, A., Nishikawa, J., Nishimura, T., Pyo, T.-S., Serabyn, E., Suto, H., Suzuki, R., Takami, M., Takato, N., Terada, H., Thalmann, C., Tomono, D., Turner, E. L., Wisniewski, J., Watanabe, M., Yamada, T., Takami, H., & Usuda, T. 2013, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 65, 90
- Yang, H., Apai, D., Marley, M. S., Saumon, D., Morley, C. V., Buenzli, E., Artigau, É., Radigan, J., Metchev, S., Burgasser, A. J., Mohanty, S., Lowrance, P. J., Showman, A. P., Karalidi, T., Flateau, D., & Heinze, A. N. 2015, *ApJ*, 798, L13
- Zapatero Osorio, M. R., Rebolo, R., Bihain, G., Béjar, V. J. S., Caballero, J. A., & Álvarez, C. 2010, *ApJ*, 715, 1408
- Zhou, Y., Apai, D., Schneider, G. H., Marley, M. S., & Showman, A. P. 2016, *ApJ*, 818, 176
- Zuckerman, B. & Song, I. 2004, *ARA&A*, 42, 685

Zurlo, A., Vigan, A., Galicher, R., Maire, A. L., Mesa, D., Gratton, R., Chauvin, G., Kasper, M., Moutou, C., Bonnefoy, M., Desidera, S., Abe, L., Apai, D., Baruffolo, A., Baudoz, P., Baudrand, J., Beuzit, J. L., Blancard, P., Boccaletti, A., Cantalloube, F., Carle, M., Cascone, E., Charton, J., Claudi, R. U., Costille, A., de Caprio, V., Dohlen, K., Dominik, C., Fantinel, D., Feautrier, P., Feldt, M., Fusco, T., Gigan, P., Girard, J. H., Gisler, D., Gluck, L., Gry, C., Henning, T., Hugot, E., Janson, M., Jaquet, M., Lagrange, A. M., Langlois, M., Llored, M., Madec, F., Magnard, Y., Martinez, P., Maurel, D., Mawet, D., Meyer, M. R., Milli, J., Moeller-Nilsson, O., Mouillet, D., Origné, A., Pavlov, A., Petit, C., Puget, P., Quanz, S. P., Rabou, P., Ramos, J., Rousset, G., Roux, A., Salasnich, B., Salter, G., Sauvage, J. F., Schmid, H. M., Soenke, C., Stadler, E., Suarez, M., Turatto, M., Udry, S., Vakili, F., Wahhaj, Z., Wildi, F., & Antichi, J. 2016, *A&A*, 587, A57