

Université de Montréal

Recherche de compagnons de type Jupiter à très grandes
séparations autour d'étoiles jeunes dans le voisinage
solaire

par

Frédérique Baron

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
Philosophiæ Doctor (Ph.D.)
en physique

20 décembre 2018

Sommaire

Cette thèse a pour objectif principal de rechercher des exoplanètes de type géantes à grandes séparations autour d'étoiles jeunes à l'aide de la technique d'imagerie directe. Ces exoplanètes sont particulièrement intéressantes pour plusieurs raisons. D'abord, comme elles sont loin de leurs étoiles, elles peuvent être étudiées comme si elles étaient isolées et il est donc possible, dans certains cas, d'obtenir un spectre à haute résolution de ces planètes. De plus, contrairement aux objets isolés de masses similaires, l'âge et la distance d'une planète peuvent être déduits de ceux de son étoile hôte. Dans ce cas, il est très intéressant d'étudier les étoiles pour lesquelles ces caractéristiques sont bien connues, puisqu'il s'agit de données cruciales afin d'estimer la masse des planètes.

Dans un premier temps, les résultats d'une recherche de planètes géantes à grandes séparations sont présentés. Les 177 étoiles appartenant à des associations cinématiques jeunes à l'intérieur d'une distance de 70 pc du Soleil ont été observées avec le télescope Canada-France-Hawaii, le télescope Gemini-Sud, ainsi qu'avec le télescope spatial *Spitzer*. Ces observations ont permis d'atteindre une bonne complétude jusqu'à des masses aussi basses que $2 M_{\text{Jup}}$ à des séparations entre 1000–5000 UA. Quatre candidates ont été détectées, mais les observations de suivi ont permis de montrer qu'il s'agissait d'objets d'arrière-plan. Les résultats permettent toutefois de montrer que moins de 3% des étoiles ont au moins une planète de masse entre 1 à $13 M_{\text{Jup}}$ à des séparations entre 1000 et 5000 UA, à un niveau de crédibilité de 95%.

Ensuite, les données d'archives de plusieurs relevés en imagerie directe ont été combinées à celles de l'étude mentionnée ci-haut afin d'obtenir un échantillon contenant 344 étoiles toutes membres confirmées d'associations jeunes. Une analyse statistique utilisant de l'inférence bayésienne ainsi que des chaînes de Markov Monte Carlo a été réalisée afin de contraindre la fréquence de compagnons ainsi que la distribution des planètes ayant des masses entre 1 à $20 M_{\text{Jup}}$ à des séparations de 5–5000 UA. Cette étude a permis d'estimer que $2.17^{+6.85}_{-1.40}\%$, $0.3^{+2.6}_{-0.1}\%$, and $2.61^{+6.97}_{-1.00}\%$ des étoiles ont au moins une planète de masse 1– $20 M_{\text{Jup}}$ à des séparations de 20–1000 UA, 1000–5000 UA et 20–5000 UA, respectivement. De plus, en supposant que la distribution de planètes en masse et en séparation orbitale varie selon une loi de puissance telle que $d^2n \propto f M^\alpha a^\beta dM da$, il a été possible de contraindre les paramètres

de la distribution tels que $\alpha = -0.08_{-0.63}^{+0.75}$ et $\beta = -1.41_{-0.24}^{+0.22}$, à un niveau de crédibilité de 68%, ce qui correspond à une fraction de planètes par étoiles de $f = 0.12_{-0.06}^{+0.11}$. Ensuite, une dépendance sur la masse de l'étoile hôte a été ajoutée à la distribution de sorte que $d^2n \propto M^\alpha a^\beta (M_\star/M_\odot)^\gamma dM da$. Dans ce cas, les différents paramètres ont des valeurs telles que $\alpha = -0.18_{-0.65}^{+0.77}$, $\beta = -1.43_{-0.24}^{+0.23}$, $\gamma = 0.62_{-0.50}^{+0.56}$ et $f = 0.11_{-0.05}^{+0.11}$, à un niveau de crédibilité de 68%.

Mots-clés : Naine brune, exoplanète, étoile jeune, imagerie.

Summary

The main goal of this PhD thesis is to search for exoplanets on wide orbits around young stars using the direct-imaging technique. These exoplanets are of high interest for several reasons. Firstly, as they are far from their host star, they can be studied as if they were isolated objects without the need for sophisticated imaging and data analysis techniques. In some cases, a high resolution spectrum can be acquired to learn more about them. Also, contrary to isolated objects of similar masses, their age and distance can be easily inferred from those of their host star. It is thus interesting to probe around stars for which those characteristics are well known, as they are crucial to infer the masses of exoplanets.

As a first step, the results from a search for giant planets on wide orbits are described. A sample of 177 stars member of known young associations inside 70 pc of the Sun were observed using the Canada-France-Hawaii telescope, the Gemini-Sud observatory and the space telescope *Spitzer*. The observations reached a good completeness down to masses as low as $2 M_{\text{Jup}}$ at separations between 1000 and 5000 AU. Four candidate planets were detected, but they were identified as background objects using follow-up observations. A frequency of planets per star was inferred from the survey, such that less than 3% of the stars have at least one planet with masses 1–13 M_{Jup} at separations of 1000–5000 AU, with a 95% confidence level.

The next step was to combine several archival direct-imaging surveys to the study presented above. A sample of 344 unique stars all confirmed members of young associations was obtained. A Bayesian and Markov chain Monte Carlo analysis was realised to constrain the frequency of companions as well as the distribution of giant planets with masses between 1 and 20 M_{Jup} at separations 5–5000 AU. It was inferred from this analysis that $2.17^{+6.85\%}_{-1.40\%}$, $0.3^{+2.6\%}_{-0.1\%}$, and $2.61^{+6.97\%}_{-1.00\%}$ of stars have at least a planet of mass 1–20 M_{Jup} at separations of 20–1000 AU, 1000–5000 AU and 20–5000 AU, respectively. Furthermore, assuming that the mass and orbital distribution of giant planets follows a power-law such as $d^2n \propto fM^\alpha a^\beta dM da$, the parameters can be constrained to $\alpha = -0.08^{+0.75}_{-0.63}$ and $\beta = -1.41^{+0.22}_{-0.24}$, with a 68% confidence level, with a corresponding planetary fraction per stars $f = 0.12^{+0.11}_{-0.06}$. A dependency over the mass of the host star was then added to the distribution such as $d^2n \propto M^\alpha a^\beta (M_\star/M_\odot)^\gamma dM da$.

In this case, $\alpha = -0.18_{-0.65}^{+0.77}$, $\beta = -1.43_{-0.24}^{+0.23}$, $\gamma = 0.62_{-0.50}^{+0.56}$ and $f = 0.11_{-0.05}^{+0.11}$, with a 68% confidence level.

Keywords : Brown dwarf, exoplanet, young star, imaging.

Table des matières

Sommaire	iii
Summary	v
Liste des tableaux	xi
Liste des figures	xiii
Liste des sigles et des abréviations	xxi
Dédicace	xxiii
Remerciements	xxv
Introduction	1
Chapitre 1. Éléments théoriques	5
1.1. Naines brunes et exoplanètes	5
1.1.1. Naines brunes	5
1.1.2. Exoplanètes de type géantes gazeuses	9
1.1.2.1. Méthodes de détections d'exoplanètes	9
1.2. Classification des objets sous-stellaires	18
1.2.1. Naines M	18
1.2.2. Naines L	19
1.2.3. Naines T	21
1.2.4. Naines Y	22
1.2.5. Modèles	22
1.2.5.1. Modèles d'atmosphères	22
1.2.5.2. Modèles d'évolution	24
1.3. Formation et évolution des objets sous-stellaires et des exoplanètes géantes ...	26
1.3.1. Formation des naines brunes et des exoplanètes géantes	26
1.3.2. Évolution	30

1.4.	Identification des objets jeunes	32
1.4.1.	Indicateurs d'âge	32
1.4.1.1.	Vitesse de rotation	33
1.4.1.2.	Vitesse tangentielle	33
1.4.1.3.	Lithium	33
1.4.1.4.	Gravité de surface	34
1.4.1.5.	Couleur	35
1.4.2.	Associations cinématiques jeunes	36
1.5.	État des connaissances	39
1.5.1.	Résultats statistiques	39
1.5.2.	Comparaison entre les planètes et les naines brunes	43
1.5.3.	Description des exoplanètes imagées	46
1.6.	Cette thèse	49
1.6.1.	Présentation	49
1.6.2.	Contribution de l'étudiante	50
Chapitre 2.	51
	52
2.1.	Introduction	52
2.2.	Sample and Observations	55
2.2.1.	Sample	55
2.2.2.	Observing strategy	56
2.2.3.	Observations and Data Reduction	59
2.2.3.1.	Gemini Observations	59
2.2.3.2.	CFHT Observations	60
2.2.3.3.	<i>Spitzer</i> /IRAC observations	61
2.2.3.4.	Archival <i>Spitzer</i> /MIPS 24 μm data	63
2.2.4.	Photometric calibration	63
2.2.5.	Follow-up observations	64
2.3.	Results	64
2.3.1.	Detection Limits	65
2.3.2.	Candidate Search	66
2.3.2.1.	Colors	68

2.3.2.2.	Cross-match with the 2MASS catalog	70
2.3.2.3.	Follow-up of candidates	71
2.4.	Analysis and discussion	73
2.4.1.	Sensitivity and completeness	73
2.4.2.	Constraints on additional companions in systems with known directly imaged companions	78
2.4.3.	Planet frequency	80
2.5.	Conclusions	81
	Acknowledgments	82
Bibliographie	125
Chapitre 3.	133
	134
3.1.	Introduction	134
3.2.	Sample	137
3.3.	Analysis	141
3.3.1.	Frequency of companions	142
3.3.2.	Constraining the distribution of companions	144
3.3.3.	Comparison with cold-start models	152
3.4.	Discussion	153
3.5.	Conclusions	157
	Acknowledgments	158
Bibliographie	169
Chapitre 4. Conclusion	175
Bibliographie	179

Liste des tableaux

1. I	Liste des compagnons détectés par imagerie directe	16
1. II	Associations cinématiques jeunes à l'intérieur de 100 pc	37
1. III	Fréquences de planètes géantes imagées obtenues par différentes équipes	41
2. I	Young Moving Groups	54
2. II	Properties of the sample of bona fide members	84
2. III	Physical properties of the sample of bona fide members	90
2. IV	J -band observations for all the target in the sample	94
2. V	z'_{ab} -band observation for all the target in the sample	100
2. VI	7σ detection limits in the J band	106
2. VII	7σ detection limits in the [4.5] band	110
2. VIII	Properties of the candidates without MIPS data or detection	114
2. IX	Properties of the candidates identified through color cuts	115
2. X	Parametrization of the J -band images fraction of pixel as a logistic function	116
2. XI	Parametrization of <i>SPITZER</i> 's fraction of pixel as a logistic function	120
3. I	Young Moving Groups	136
3. II	Confirmed members from PSYM-WIDE	139
3. III	Occurrence of giant planets from the litterature	145
3. IV	Properties of the sample of bona fide members	159

Liste des figures

1.1	Cette figure présente le rayon en fonction de la masse pour des exoplanètes, des naines brunes et des étoiles. On voit que le rayon des naines brunes varie peu par rapport à celui des étoiles et des planètes. Figure modifiée de Zachory K. Berta-Thompson (http://space.mit.edu/~unskip\penalty\M\ignorespaceszkbk)	6
1.2	La figure sur le panneau de gauche présente la température effective en fonction du logarithme de l'âge pour des étoiles (en bleu), des naines brunes (en vert) et des exoplanètes géantes (en rouge), alors que la figure sur le panneau de droite présente la masse en fonction du logarithme de l'âge pour différentes températures effectives. On voit ainsi que l'âge joue un rôle très important dans la classification des objets sous-stellaires, puisque la température effective peut varier de façon importante en fonction de l'âge. Figures modifiées de Burrows et al. (2001).	7
1.3	À gauche, on voit la distribution de la masse de compagnons autour d'étoiles de type solaire à des séparations de moins de 0.5 UA provenant à gauche d'une population créée par les modèles de Mordasini et al. (2012). La vraie distribution de masse (M_c) est représentée par les histogrammes pleins alors que la distribution de masse minimal ($M_{c\text{mini}}$) est représentée par des histogrammes vides. À droite, la même distribution pour des compagnons détectés par la méthode de vitesse radiale provenant d'une étude des étoiles de type solaire à l'intérieur de 50 pc du Soleil. La figure de gauche est modifiée de Stevens & Gaudi (2013) et la figure de droite est tirée de Grether & Lineweaver (2006).	8
1.4	Cette figure présente toutes les méthodes de détection qui ont pu, ou pourront, contribuer à trouver des exoplanètes. Figure modifiée de M. Perryman, disponible au http://exoplanet.eu/tutorials/	10
1.5	Les quatre planètes orbitant autour de l'étoile HR8799 ont été découvertes par imagerie directe avec la technique d'optique adaptative. (Marois et al., 2010)	11
1.6	Cette figure présente le spectre d'une étoile de type solaire ainsi que celui de Jupiter, d'Uranus et de la Terre. On voit que le pic d'intensité du spectre de l'étoile est atteint dans le visible, où le contraste F_*/F_p est alors de l'ordre de $10^9 - 10^{10}$. Son flux diminue	

	ensuite vers les longueurs d'onde plus élevées. Or, c'est dans ce régime que le flux qu'une planète de type Jupiter est plus grand, ce qui augmente le contraste à une valeur de l'ordre de $10^6 - 10^7$. Tirée de Seager & Deming (2010)	12
1.7	Cette figure présente la courbe de contraste pour GPI (en noir, tirée de https://www.gemini.edu/sciops/instruments/gpi/instrument-performance/contrast/sensitivity), NICI (en orange, courbe tirée de Artigau et al., 2008) et JWST/NIRCam avec le masque cornographique MASK430R (en vert, courbe tirée de Beichman et al., 2010). Ces trois instruments utilisent des techniques d'imageries à haut contraste. La courbe rose présente le contraste moyen pour le relevé d'étoiles WEIRD, présenté au chapitre 2, et la courbe en mauve présente le meilleur 10% des résultats de ce relevé. La ligne pointillée montre les limites de stabilité des systèmes binaires (Weinberg et al., 1987).	14
1.8	Cette figure présente les masses limites atteintes pour GPI (en noir, pour une étoile ayant $K = 7.1$ mag à une distance de 50 pc) et pour NICI (en orange, pour une étoile ayant $K = 7.1$ mag à une distance de 50 pc). La courbe rose présente les masses limites atteintes en J en moyenne pour le relevé d'étoiles WEIRD, présenté au chapitre 2, et la courbe en mauve présente le meilleur 10% des résultats en J de ce relevé. De la même manière, la courbe en bleu montre les masses limites atteintes à $4.5 \mu m$ en moyenne pour le relevé d'étoiles WEIRD et la courbe en bleu foncé présente le meilleur 10% de ces résultats. Des âges de 50 Ma sont supposés pour toutes les courbes.	15
1.9	Cette figure, tirée de Kirkpatrick (2005), présente le spectre de naines M7 à T8 dans le domaine du visible (panneau de gauche) et dans le domaine du proche infrarouge (panneau de droite).	20
1.10	Luminosité en fonction du temps en année après la formation de planètes ayant des masses totales de 1, 2, 3, 5, 7, 10, et $12 M_{Jup}$ et de masses de coeurs de 20, 33, 49 et $127 M_{\oplus}$. Ici, les courbes colorées sont pour un modèle avec un départ froid alors que les courbes grises pointillées sont pour un départ chaud. Les points gris montrent les masses de certaines planètes en supposant un départ chaud (de haut en bas, 1RXS1609 b, Beta Pic b, 2M1207-39 b, HR8799c,d,e, HR8799 b). Figure tirée de Mordasini (2013)	25
1.11	Le panneau gauche de cette figure présente le modèle de formation par accrétion de coeur. Le panneau droite décrit le processus de formation par instabilité du disque protoplanétaire. Crédit : NASA et A. Feild (STScI)	28
1.12	La figure à gauche présente la migration de type I d'une planète de masse terrestre dans un disque protoplanétaire. La planète cause des ondes de densités (les sillons plus	

	pâles), mais elle ne peut pas faire le vide autour d'elle. Cependant, si la planète est plus massive (par exemple, $15 M_{\oplus}$), elle va être en mesure de creuser un large sillon vide et elle sera emportée par la contraction du disque en une migration de type II. Crédit : Frédéric Masset (CEA).....	31
1.13	Cette figure montre la zone d'épuisement du lithium pour des températures effectives correspondant à des objets ayant des masses entre 50 et $100 M_{\text{Jup}}$ en fonction de l'âge. Pour des objets ayant des masses supérieures à $60 M_{\text{Jup}}$, la présence de lithium dans leurs atmosphères permet de mettre des contraintes sur leurs âges. Figure tirée de Basri (1998).....	34
1.14	Cette figure présente le spectre de quatre naines de type L0 afin de comparer des caractéristiques dépendantes de la gravité. Le spectre de l'objet du champ (en gris) est le standard L0 2M 0345+25. Le spectre de l'objet poussiéreux (en orange) est 2M 1331+34. Enfin, le spectre d'un objet de gravité intermédiaire (2M 1552+29, en vert) et celui d'un objet de faible gravité (2M 0141-46, en bleu) sont présentés. La bande H, autour de $1.6 \mu\text{m}$, est de moins en moins pointue alors que la gravité augmente. Figure modifiée tirée de Allers & Liu (2013).	36
1.15	Cette figure présente la magnitude absolue en J en fonction de la couleur $J-K$. On voit que les naines jeunes sont plus rouges que les naines du champ et que leurs magnitudes absolues sont plus élevées. Figure modifiée tirée de Gagné et al. (2015a).....	37
1.16	Cette figure compare le spectre de PSO J318.5-22, une L7 jeune, à ceux de la planète 2M1207-39, des naines brunes très rouges 2MASS J0355+11 et WISE J0047+68 (Gizis et al., 2012), de la naine L6 à très faible gravité 2MASS J2244+20, de la naine poussiéreuse 2MASS J2148+40 appartenant au champ et d'une naine L7 standard (2MASS J0103+19). Cette figure est tirée de Liu et al. (2013).....	43
1.17	Cette figure présente le spectre des bandes J , H et K pour 2MASS J035523.37+113343.7, une L5 γ , 2M1207-39b, une exoplanète de 10 Ma de type L, et 2M0835, une L5 standard. La bande H est particulièrement piquée pour la naine brune jeune et pour la planète, les différenciant nettement de la naine brune appartenant au champ. Figure tirée de Faherty et al. (2013).....	45
1.18	Quelques planètes détectées par imagerie directe. En haut à gauche, la planète autour de la naine blanche GJ 3483 et à sa droite, Gu Psc b et sa planète. En bas à gauche, la planète 2MASS J0249-0557 c et à sa droite, la planète 1RXS J1609 b encerclée rouge. Figures tirées Luhman et al. (2011); Naud et al. (2014); Dupuy et al. (2018); Lafrenière et al. (2008).....	46

2.1	Distributions of associations, distances (pc), spectral types and proper motions (mas/yr) for all the stars in the sample.	56
2.2	On the left, $z'_{ab} - J$ vs spectral type for L to T dwarfs from Hawley et al. (2002) for the L dwarfs and Albert et al. (2011) for the T dwarfs. The L to T dwarfs are characterized by red $z'_{ab} - J$ colors. The red dot represents Gu Psc b, the planetary mass object discovered by Naud et al. (2014), representative of the kind of objects we are seeking in this work. On the right, [3.6]-[4.5] for L to T dwarf from Dupuy & Liu (2012). We see that late T dwarfs can be identified both by their red [3.6]-[4.5] > 1.5 and $z'_{ab} - J > 4$ colors.	57
2.3	BT-Settl spectral energy distribution of young objects ($\log g = 4$ and solar metallicity) with effective temperatures of 500 K, 800 K, 1000 K, and 1200 K. The transmission functions of the four bandpasses used for our observations (z'_{ab} , J , [3.6], and [4.5]) are overlaid. These bandpasses provide distinctive red colors while maintaining a high flux level across the temperature range.	58
2.4	Detection limits for all of our stacked J -band images observed with Flamingos-2 at Gemini-South or WIRCam at CFHT. The left panel shows limiting apparent magnitudes as a function of the projected separation from the target star in arcseconds. The right panel shows the corresponding absolute magnitudes at the distance of the star as a function of projected separation from the star in AU (with a cutoff at 5000 AU). 50% of the detection limit curves fall inside the black region while the grey region contains 80% of the curves.	65
2.5	Same as 2.4 for the <i>Spitzer</i> /IRAC observations.	65
2.6	Flowchart of the candidate selection for candidates detected in the J -band on the left and the IRAC-only candidates on the right.	67
2.7	Color-color diagram for HIP 26453, a known member of Columba. The dots represent all sources detected in our J -band imaging, and without detection in <i>Gaia</i> , within a radius of 5000 AU from the target star. The solid line shows the expected color sequence for spectral types L to T from Dupuy & Liu (2012). The box represents the expected colors for early Y dwarfs. No candidates were detected in this field.	69
2.8	[3.6] – [4.5] color of sources detected in our <i>Spitzer</i> imaging of HIP 11152 versus their [4.5] absolute magnitude at the distance of the target star. The solid red line corresponds to the colors of M6 to T9 dwarf from Dupuy & Liu (2012). The dotted lines on either sides represented a spread of 0.75 magnitude. The dots are all the	

	point sources presents in a sphere of 5000 AU around the central star for which there is no detection in the optical. One point source has colors consistent with a late T dwarf at the right absolute magnitude. This point source is not detected in the z'_{ab} nor J images. While it is expected for a planetary mass companion to be undetected in z'_{ab} , it should have been detected in J images, given our detection limits. It is thus likely that the candidate is in fact an extragalactic contaminant.	70
2.9	Photometric data for one candidate that has a large $[3.6] - [4.5]$ color but no detection in z'_{ab} and J . The data are compared to the model spectrum of an object with a $T_{\text{eff}} = 1100$ K, $\log g = 4$ and $z = 0$ from BT-Settl (purple) and to the spectrum of a featureless AGN with a redshift of 0.7 and a $D_L=4300$ Mpc (magenta, from Kirkpatrick et al., 2012a). We see that the detection at $24 \mu\text{m}$ makes it very easy to untangle between a mid-T dwarf and a AGN.	71
2.10	Colors of our 17 <i>Spitzer/IRAC</i> -only candidates remaining after the MIPS detection cut (triangles, upper limits in J -band). $[3.6] - [4.5]$ colors versus absolute J magnitude are shown on the upper left while $[3.6] - [4.5]$ colors versus absolute $[4.5]$ magnitudes are displayed on the upper right. The the lower left shows absolute $[4.5]$ magnitudes vs absolute J magnitudes. Colors for M6 to T9 dwarfs from Dupuy & Liu (2012) are shown with a black line. The red curves represent the Ames.Cond models (Baraffe et al., 2003) at 10, 20, 120 and 5000 Myr, using respectively the solid, dotted, dashed and dash-dotted line. Also shown are models from Beichman et al. (2014) in cyan, Mordasini et al. (2012) in yellow and Ames.Dusty in green. Photometric data for 3 young T dwarfs are also shown by an orange star for Gu Psc b (Naud et al., 2014), a purple star for SDSS1110+0116 (Gagné et al., 2015a) and a red orange star for 2MASS1324+6358 (Gagné et al., 2018a). While the candidate companions have similar $[3.6]$ - $[4.5]$ colors versus $[4.5]$ as the young T dwarfs, they are too faint in the J band to be considered planetary objects.	73
2.11	Fraction of clean pixels where a companion could be detected as a function of the separation from the target star in the J -band images. 50% of the stars have a fraction of pixel that is included in the black area while the grey area represents 80% of the stars. For most stars, the fraction of clean pixels reaches 90% at $10''$.	74
2.12	Same as 2.11 for <i>Spitzer/IRAC</i> observations at $[4.5]$. For most stars, the fraction of clean pixels reaches 98% at $10''$	75

2.13	Completeness map for the J -band images on the left and for the [4.5] images on the right. They show the probability of detecting a planet with a mass between 1 and $13 M_{\text{Jup}}$ as a function of the separation from the host star. Curves for 10%, 50% and 90% are shown.	76
2.14	Overall completeness map for our survey. Our results are shown in shades of magenta and the contours correspond to the probability of detecting a planet of a given mass and semi-major axis. The solid green box is the PSYM-WIDE survey (Naud et al., 2017), the solid brown box is the survey of Durkan et al. (2016), and the dashed-dotted boxes correspond to high contrast direct imaging surveys: PALMS in blue (Bowler, 2016), GPDS in red (Lafrenière et al., 2007b), NaCo Survey of Young Nearby Dusty Stars (Rameau et al., 2013b) in brown, NaCo-LP in yellow (Chauvin et al., 2015), IDPS-AF in orange (Vigan et al., 2012), MMT L' and M-band Survey of Nearby Sun-like Stars (Heinze et al., 2010a) in purple, Gemini NICI Planet-finding Campaign (Biller et al., 2013) in turquoise, MASSIVE in lime green (Lannier et al., 2016) and IDPS in olive green (Galicher et al., 2016). Our observations probe larger semi-major axes than AO imaging surveys, but are insensitive to semi-major axes where AO observations are mostly sensitive.	77
2.15	Mean detection probability for $1 M_{\text{Jup}}$ (dash), $2 M_{\text{Jup}}$ (dot), $3 M_{\text{Jup}}$ (dash-dot) and $13 M_{\text{Jup}}$ (solid) companions as a function of the semi-major axis in AU.	78
2.16	Contrast curves for Pz Tel, 2M1207, AB Pic, HR 8799, β Pictoris and 51 Eri. Known companions are shown as black points with error bars, using masses from hot start models. See text for references for the masses.	80
3.1	Histograms of the number of stars in each association, distances (pc), proper motions (mas) and spectral types of the targets in the sample.	138
3.2	Average detection completeness maps of the masses versus the semi-major axis. Filled circles show the known companions detected in the observations used in the present study, while open circles show known companions of stars in our sample that were detected by other surveys. The maps show the average probability of detecting a companion with a mass between 1 and $20 M_{\text{Jup}}$ as a function of the separation from the host star. Panel (a) is the average completeness map for the seeing-limited observations (WEIRD and PSYM-WIDE) only, sensitive to larger separations, (b) is for AO observations of nearby young associations, sensitive to shorter orbits, (c) is for AO observations of stars the more distance Upper-Scorpius association, sensitive to intermediate separations (d) is for the subset of stars in	

	nearby associations that were observed with both seeing-limited observations and AO, e) is average completeness map for the overall survey and f) is the same as e) using cold-start models.	143
3.3	Posterior distributions of the occurrence rate of companions of masses between 1 and 20 M_{Jup} . The dotted line shows the frequency in the semi-major axis range 20–5000 au, the dash-dotted line is for the range 1000–5000 au, and the dashed is for the range 20–1000 au. The solid line shows the Jeffrey’s prior used.	146
3.4	Frequency of companions for various ranges of semi-major axes probed by this study and others. The survey that concentrated on M dwarfs is shown in orange, the studies that surveyed A stars in blue and the others are shown in green. The frequency from Baron et al. (2018) is represented by a circle, the one from Naud et al. (2017) is drawn as a star, the one from Chauvin et al. (2015) is a diamond, the one from Rameau et al. (2013b) is drawn as a triangle pointing up, the one from Vigan et al. (2012) is shown as a left pointing triangle, the one from Lafrenière et al. (2007b) is drawn as a right pointing triangle, and the one for Lafrenière et al. (2014) is represented by a thick plus sign. The frequency from the current analysis is shown as a black square for the range 20–5000 au, a black triangle for the range 1000–5000 au, and a dark circle for the range 20–1000 au. The horizontal bars represent the ranges of semi-major axes, while the vertical error bars show 95% credible interval for the companion frequency.	147
3.5	Results of the MCMC simulations for all the stars of the sample. The histogram represent the marginalized posterior probability distributions for our three parameters : α , β and f . Correlations plots for the parameters are also shown, with the solid contour lines corresponding to regions containing 68%, 95% and 99% of the posterior. We use 200 walkers with 1000 steps. Here, purples are highest and whites are lowest values of the likelihoods. The posterior distributions of the priors are also shown in teal in the histograms, for reference.....	150
3.6	Same as Figure 3.5 but with 4 parameters and using distribution of planets from Equation 3.3.15.	151
3.7	Comparison of the slopes of various power-law semi-major axis distributions of companions ($dn = a^\beta$). The RV distribution of planets from Cumming et al. (2008) is shown in black. The broken power law distribution of transiting and RV planets from Fernandes et al. (2018) is drawn in blue; the turnover point is at 3 au. The direct imaging distribution of brown dwarfs from Brandt et al. (2014) is	

	drawn in orange. Only the slopes are depicted here, and all curves are normalized at a semi-major axis of 1 au.....	155
3.8	Comparison of the slopes of various power-law mass distributions of companions ($dn = M^\alpha$). The RV distribution of planets from Cumming et al. (2008) is shown in black and in blue for Fernandes et al. (2018). The direct imaging distribution of brown dwarfs from Metchev & Hillenbrand (2009) is drawn in green and in orange from Brandt et al. (2014). The distribution of stellar companions from Duchêne & Kraus (2013) is shown in navy blue. The distribution of companions from this work is drawn in pink. The slope our distribution is consistent with slopes from the distribution of brown dwarfs or stellar companions. Only the slopes are depicted here, and all curves are normalized at a mass of 1 M_{Jup}	156

Liste des sigles et des abréviations

2MASS	Relevé de tout le ciel à 2 microns, de l'anglais <i>Two Micron All Sky Survey</i>
CFHT	Télescope Canada-France-Hawaï
DENIS	Relevé profond infrarouge du ciel de l'hémisphère sud, de l'anglais <i>Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky</i>
FMC	Fonction de masse des compagnons
GPI	Gemini Planet Imager
IAU	Union Astronomique Internationale
MCMC	Monte Carlo par chaînes de Markov, de l'anglais <i>Markov Chain Monte Carlo</i>
M_{Jup}	Masse de Jupiter
M_{\odot}	Masse solaire
NICI	Imageur dans l'infrarouge proche avec coronographe, de l'anglais <i>Near-Infrared Coronagraphic Imager</i>
OA	Optique adaptative
pc	Parcsec
R_{Jup}	Rayon de Jupiter
SPHERE	(Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet REsearch)
UA	Unité astronomique

*Trois bouts de carton, les grands ciseaux
Et puis la colle
Un crayon au plomb pour faire un plan
Avant
Du lait, des biscuits, un grand tableau
Comme à l'école
Un plein camion d'idées,
un cargo de temps*

Gilles Vigneault

Pour grand-maman Thérèse

Remerciements

Je souhaite tout d'abord remercier mes directeurs de thèse David Lafrenière et Étienne Artigau, qui m'ont guidé dans mes travaux. David, merci d'avoir accordé ta confiance. Je te dois le *astro* de ma formation d'astrophysicienne. Étienne, merci de ta présence continue pendant toutes mes années de thèse, de tes encouragements motivants et de ta patience sans fin. Je voudrais aussi remercier tous ceux qui ont participé de près ou de loin aux travaux présentés dans cette thèse, soit Marie-Eve, Julien, Loïc, Lison et Jonathan.

Je n'aurais pas pu passer au travers de cette épreuve sans le soutien de mes amis du B-436 et des autres étudiants du groupe d'astro (ou pas!) : Marie-Lou, Cynthia, Mirjam, Louis, Chloé, François-René, Annabelle, Olivier, Benoit, et les autres. Mes journées à l'université auraient aussi été beaucoup moins joyeuses sans les dîners à la bibli d'astro avec Nicole, Patrick, David, Philippe et Luc. J'ai eu la grande chance lors de ces dîners de développer des talents pour les mots croisés avec Julien, Marie-Lou, Cynthia, Anne et Roxane.

Tous ces années d'études n'auraient pas pu être possible sans le soutien de ma famille. Un gros merci à Robert, Marie-Andrée et Gabriel. Merci à mon époux qui a su être patient dans le dernier droit lors de l'écriture de thèse et qui m'a donné de précieux conseils de programmation en Python. J'espère que nous pourrons toujours continuer à débattre du meilleur langage de programmation.

Finalement, un merci tout spécial à mon tricot, pour m'avoir tenu compagnie pendant toutes ces années. Et un gros merci à Quark, Euler et Fermie de m'avoir encourager sans relâche.

Finalement, je voudrais remercier le Fonds québécois de recherche sur la nature et les technologies qui m'a soutenu financièrement pendant mes études de doctorat.

Introduction

Le mot *planète* tient son origine du mot latin *planetæ* qui signifie astre errant. Ces corps célestes ont d'abord été identifiés par les Mésopotamiens qui, scrutant le ciel à la recherche de messages religieux, avaient déjà identifié plusieurs planètes telle que Mercure, Vénus, Mars, Jupiter et Saturne. L'invention de la lunette astronomique vers la fin du XVI^e siècle permis ensuite la découverte de quatre lunes de Jupiter par Galilée, mais il fallut tout de même attendre 1781 pour que William Herschel découvre Uranus grâce à un télescope de 17 cm de diamètre. Cette découverte mena à l'identification de Neptune, d'abord prédite mathématiquement et puis observée en 1846.

Depuis, le développement de nouvelles technologies permettant de bâtir des télescopes toujours plus grands et plus performants a permis de détecter des objets célestes aux brillances toujours plus faibles. Ceci a entraîné la découverte des astres sous-stellaires, qui forment une catégorie d'objets dont la masse est insuffisante pour les qualifier d'étoiles. La première mention de ce genre d'objets provient de Kumar (1963) qui propose l'existence de naines noires. Ce sont des objets dont la faible masse les empêche de suivre une évolution stellaire normale et qui sont soutenus par la pression des électrons dégénérés. Or, le terme *naine noire* est aussi utilisé afin de désigner un type de naine blanche qui s'est assez refroidie pour être très peu lumineuse. C'est en 1975 que Jill Tarter propose dans sa thèse de doctorat le terme *naine brune* et ce n'est que 20 ans plus tard que les premières naines brunes, soit Gliese 2292B (Nakajima et al., 1995) et Teide 1 (Rebolo et al., 1995), furent découvertes. L'arrivée des catalogues infrarouges comme *Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky* (DENIS) en 1999 (Epchtein et al., 1999) et le *Two Micron All Sky Survey* (2MASS) en 2003 (Cutri et al., 2003) a fait exploser le nombre de découvertes de naines brunes, étant donné que le pic de la distribution spectrale d'énergie de ces objets se situe dans l'infrarouge. D'après la liste de Johnston (2015), mis à jour le 27 décembre 2015, il existe 3780 naines brunes connues dont 2850 sont confirmées et 930 ont le statut de candidate. Parallèlement à la découverte des naines brunes, on assistait à la découverte des premières planètes à l'extérieur du système solaire. En effet, c'est en 1992 que Wolszczan & Frail (1992) découvrent les premières exoplanètes orbitant un pulsar alors que la première exoplanète orbitant une étoile de la séquence principale est identifiée en 1995 par Mayor & Queloz (1995). Il s'agit

d'une planète de type géante gazeuse qui orbite très près de son étoile ($a=0.052$ UA). Cette découverte a été l'élément déclencheur de la recherche d'exoplanètes. À l'heure actuelle, 3905 planètes situées à l'extérieur du système solaire ont été identifiées selon l'encyclopédie de Schneider et al. (2011)¹.

Selon la définition officielle de l'Union Astronomique Internationale (IAU) de 2006, une exoplanète doit orbiter une étoile autre que le Soleil ou un rémanent stellaire (naine blanche ou pulsar), doit être en équilibre hydrostatique, ce qui signifie que sa forme est grossièrement sphérique, doit avoir dégagée son orbite de débris ou de petits corps et doit avoir une masse inférieure à 13 masses de Jupiter (M_{Jup}), qui correspond au seuil de fusion du deutérium. Cette dernière condition sur la masse permet de distinguer les exoplanètes des naines brunes qui ont une masse entre $13 M_{\text{Jup}}$ et $80 M_{\text{Jup}}$ (seuil de fusion de l'hydrogène). Ainsi, selon cette définition, la différence entre la classification d'un objet de $12 M_{\text{Jup}}$ et un autre de $14 M_{\text{Jup}}$ provient uniquement de la masse et non pas du processus de formation. Il est généralement accepté qu'une naine brune se forme comme une étoile, c'est-à-dire par effondrement gravitationnel du nuage moléculaire et qu'elle a une métallicité peu élevée. Les planètes se forment plutôt dans un disque circumstellaire et tendent à avoir une métallicité plus élevée (Fischer & Valenti, 2005). Or, des simulations numériques ont montré que les corps de moins de $13 M_{\text{Jup}}$ peuvent se former par effondrement gravitationnel du nuage moléculaire et que des objets de plus de $13 M_{\text{Jup}}$ peuvent se former dans un disque circumstellaire.

Un des buts de l'étude des exoplanètes de type Jupiter est de pouvoir comprendre comment un objet de cette classe arrive à se former. La première étape consiste à rechercher ce type de planète. Le sujet de cette thèse, c'est-à-dire la recherche de planètes géantes à grandes séparations, s'inscrit dans cet effort. Dix-huit exoplanètes ont été trouvées par imagerie directe, d'après l'encyclopédie de Schneider et al. (2011), avec des masses de moins de $15 M_{\text{Jup}}$ et à grandes séparations (> 100 UA). Il s'agit donc d'un très petit nombre de planètes par rapport au nombre total, mais elles sont d'un très grand intérêt puisqu'il s'agit du seul type de planète pour lequel il est possible d'obtenir un spectre à haute résolution qui permet de caractériser la planète. La deuxième étape consiste à étudier les statistiques de la population de ce type d'exoplanète. Plus précisément, il s'agit de s'intéresser à la fraction de planètes géantes à grandes séparations par étoile et à leur distribution en masse et en séparation orbitale afin de comparer avec les résultats connus pour les populations de naines brunes, les autres populations d'exoplanètes, et aux prédictions des différents modèles de formation.

Cette thèse comporte d'abord un chapitre d'introduction (chapitre 1), qui a pour but de décrire les éléments théoriques nécessaires à la compréhension du sujet. Le chapitre 2 présente l'article intitulé *WEIRD: Wide Orbit Exoplanet Search with Infrared Direct Imaging* qui a été publié dans la revue *Astronomical Journal* en 2018. Cet article détaille les résultats d'un

¹ Une compilation est présentée sur le site Internet www.exoplanet.eu

grand relevé du ciel ayant pour objectif de rechercher des planètes géantes autour d'étoiles jeunes dans le voisinage solaire. Le chapitre 3 présente l'article *Constraints on 1–20 M_{Jup} companions distribution at separations of 5–5000 au from a compilation of direct imaging surveys* qui a été récemment soumis à la revue *Astronomical Journal*. Cet article présente les résultats d'une analyse statistique visant à contraindre la fraction de planètes géantes à grandes séparations par étoile de même que la distribution de ce type d'objet en termes de masse et de séparation orbitale. Enfin, le chapitre 4 présente les conclusions de la thèse.

Chapitre 1

Éléments théoriques

La présente section vise à donner les éléments théoriques nécessaires à la compréhension de la thèse. D'abord, les définitions de naines brunes et des exoplanètes géantes seront présentées dans la section 1.1. Ensuite, la classification des objets sous-stellaires sera étudiée à la section 1.2 ainsi que les différents efforts de modélisation réalisés jusqu'à maintenant. La section 1.3.1 s'intéresse au processus de formation des naines brunes et des exoplanètes. Il convient aussi de s'intéresser à l'âge des naines brunes et des exoplanètes. Il s'agit d'une caractéristique très importante à déterminer puisqu'une planète plus jeune sera plus brillante qu'une planète plus vieille. Les signes de jeunesse recherchés chez les compagnons seront donc détaillés dans la section 1.4 et une compilation des différentes associations cinématiques jeunes y sera présentée. Enfin, l'état des connaissances des résultats obtenus dans la littérature sera présenté à la section 1.5. La section 1.6 vise à décrire le projet de la thèse et la contribution de l'étudiante y sera explicitée.

1.1. Naines brunes et exoplanètes

Comme mentionné dans l'introduction de la thèse, les naines brunes et les exoplanètes ont été découvertes en parallèle au début des années 1990 et le nombre de découvertes a depuis augmenté de façon fulgurante. Cette section vise à décrire ces deux types d'objets. La section 1.1.1 décrit les naines brunes alors que la section 1.1.2 s'intéresse aux exoplanètes géantes.

1.1.1. Naines brunes

Une naine brune est un objet céleste ayant une masse inférieure à celle nécessaire pour maintenir le brûlage de l'hydrogène en son coeur via les réactions nucléaires (chaîne proton-proton), ce qui correspond à une masse inférieure à environ $0.064 M_{\odot}$ à $0.087 M_{\odot}$ (Auddy et al., 2016), tout dépendant de la métallicité. Cette catégorie inclut une partie des objets de classe M et L, ainsi que la majorité des objets de classe spectrale T et Y, en excluant ceux dont la masse est inférieure à $13 M_{\text{Jup}}$ (voir section 1.2 pour les détails de la classification

en type spectraux). Cette dernière limite correspond au seuil de brûlage du deutérium et marque la fin du régime des naines brunes et le début de celui des planètes, selon la définition donnée en 2006 par l'IAU. Alors que les objets stellaires sont dominés par la pression du gaz, la dégénérescence des électrons devient importante dans le coeur des naines brunes avant que les densités centrales et la température n'aient pu augmenter, par contraction, pour atteindre le régime de la fusion de l'hydrogène. C'est quand la somme de la pression de dégénérescence des électrons et de la pression du gaz balance le potentiel gravitationnel que la naine brune arrête de se contracter.

La relation masse-rayon des naines brunes découle de la lutte entre la pression des électrons dégénérés et la pression de Coulomb. En effet, à des masses élevées, c'est la pression des électrons dégénérés qui domine l'équation d'état. La relation entre la masse et le rayon des naines brunes massives va ainsi comme $R \propto M^{-1/3}$, dans l'approximation complètement dégénérée. En même temps, la pression de Coulomb devient de plus en plus importante alors que la masse diminue et elle va devenir dominante dans le régime des planètes. La relation masse-rayon va alors comme $R \propto M^{1/3}$. Entre ces deux extrêmes, la relation masse-rayon s'équilibre, et le rayon des naines brunes est presque constant, autour de $1 R_{\text{Jup}}$, variant seulement de 10-15% sur toute la gamme des masses (voir figure 1.1; Chabrier et al. 2009).

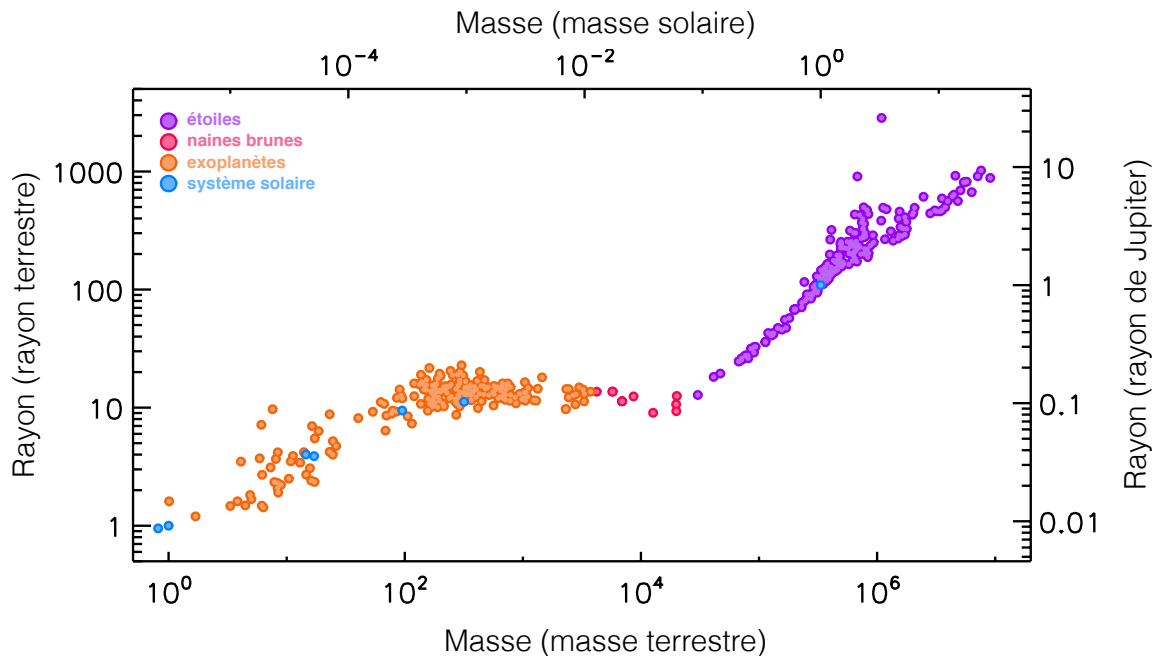


Fig. 1.1 Cette figure présente le rayon en fonction de la masse pour des exoplanètes, des naines brunes et des étoiles. On voit que le rayon des naines brunes varie peu par rapport à celui des étoiles et des planètes. Figure modifiée de Zachory K. Berta-Thompson (<http://space.mit.edu/~zkbt>)

Les naines brunes ne font que se refroidir avec le temps puisque aucune réaction nucléaire n'a lieu en leur coeur lorsqu'elles sont à l'équilibre. Leurs types spectraux ainsi que leurs

propriétés physiques évoluent donc avec le temps. Une naine brune jeune peut ainsi avoir une température correspondant à celle d'une naine de type spectral aussi précoce que M6. À un type spectral fixe, une naine brune jeune aura une masse inférieure à celle d'un objet stellaire âgé et son rayon sera plus grand, étant donné qu'elle est encore en train de se contracter. La figure 1.2 présente la température effective, soit la température qu'un corps noir aurait s'il émettait la même luminosité totale que l'astre en question, en fonction de l'âge pour des étoiles, des naines brunes et des exoplanètes géantes. Il apparaît évident en étudiant cette figure que la température effective d'un objet (et donc son type spectral) varie énormément selon l'âge et que la température des étoiles se stabilise lorsqu'elles atteignent la séquence principale. Ainsi, une naine brune âgée d'un million d'années aura une température effective variant entre 2500 et 3000 K alors qu'à 1 milliard d'années, la température effective aura chuté entre 300 et 1500 K. Cela signifie aussi qu'un objet ayant un certain type spectral pourrait être soit une naine brune, une exoplanète ou une étoile, selon son âge.

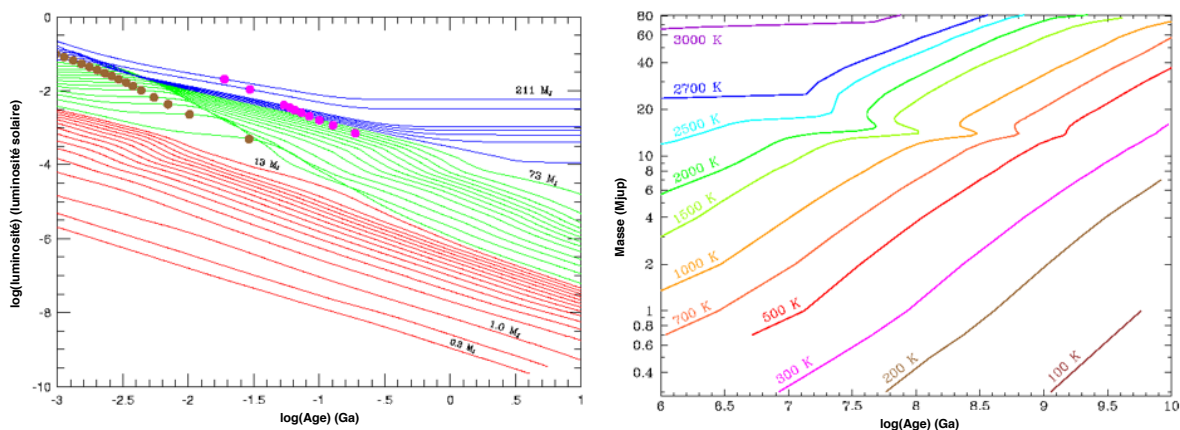


Fig. 1.2 La figure sur le panneau de gauche présente la température effective en fonction du logarithme de l'âge pour des étoiles (en bleu), des naines brunes (en vert) et des exoplanètes géantes (en rouge), alors que la figure sur le panneau de droite présente la masse en fonction du logarithme de l'âge pour différentes températures effectives. On voit ainsi que l'âge joue un rôle très important dans la classification des objets sous-stellaires, puisque la température effective peut varier de façon importante en fonction de l'âge. Figures modifiées de Burrows et al. (2001).

La fonction de masse initiale est une fonction empirique décrivant la distribution de masse à la formation pour une population d'objets donnée, avec dN/dM représentant la variation du nombre d'objets N en fonction de la masse M . Elle est souvent représentée par une loi de puissance telle que $dN/dM \propto M^\beta$. Celle-ci est bien connue pour les étoiles (Salpeter 1955, Jeffries 2012) et les observations des dernières années ont permis de construire la fonction de masse initiale des naines brunes (Chabrier 2003, Kirkpatrick et al. 2011). Ceci a permis de constater que la fonction de masse initiale des naines brunes n'est pas une extension de la

forme proposée par Salpeter (1955) pour les étoiles massives puisqu'elle semble favoriser un exposant β autour de 0 (au lieu de 2.35), indiquant que la densité spatiale de naines brunes diminue quand la masse diminue. Ainsi, la fonction de masse initiale change complètement au-delà du seuil de fusion de l'hydrogène. Il est cependant à noter qu'il est difficile d'assembler des échantillons complets composés d'objets sous-stellaires, car les naines brunes deviennent moins brillantes avec le temps et sont donc plus difficiles à détecter.

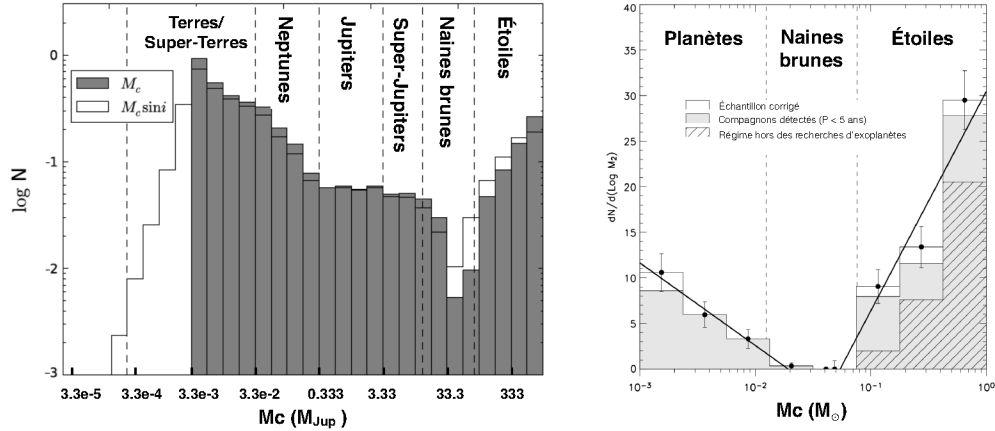


Fig. 1.3 À gauche, on voit la distribution de la masse de compagnons autour d'étoiles de type solaire à des séparations de moins de 0.5 UA provenant à gauche d'une population créée par les modèles de Mordasini et al. (2012). La vraie distribution de masse (M_c) est représentée par les histogrammes pleins alors que la distribution de masse minimal ($M_{c,sini}$) est représentée par des histogrammes vides. À droite, la même distribution pour des compagnons détectés par la méthode de vitesse radiale provenant d'une étude des étoiles de type solaire à l'intérieur de 50 pc du Soleil. La figure de gauche est modifiée de Stevens & Gaudi (2013) et la figure de droite est tirée de Grether & Lineweaver (2006).

La recherche de compagnons de type naines brunes lors des dernières années a permis de déterminer que celles-ci sont peu communes à de petites séparations autour d'étoiles de la séquence principale. Ce phénomène est nommé le désert des naines brunes et correspond à un manque relatif de compagnons de masses entre 10 et 100 M_{Jup} ($1 M_{Jup} \simeq 300 M_{\oplus}$) à des séparations allant jusqu'à 5 UA. Ce désert correspond à un minimum local (voir figure 1.3) puisque la fonction de masse des compagnons (FMC) augmente pour des masses plus élevées (vers des masses stellaires) tout comme elle augmente pour des masses plus petites (vers des masses planétaires), ce qui tend à montrer que le désert délimite deux populations distinctes. Ainsi, la fonction de distribution des compagnons à petites séparations diminue rapidement de 10 à 20 M_{Jup} , se stabilise jusqu'à 40 M_{Jup} avant d'augmenter vers les masses stellaires. Ce phénomène est nettement moins prononcé à grande séparation (Metchev & Hillenbrand, 2004). En effet, si moins de 0.5% des étoiles de type FGK ont une naine brune pour compagnon à une séparation de moins de 3 UA (Marcy & Butler, 2000), cette fréquence augmente

pour atteindre entre 2 à 4 % à des séparations entre 10 à 100 UA (Neuhäuser & Guenther, 2004). Pour des séparations de plus 1000 UA, la fréquence de compagnons de type naines brunes à des étoiles de type G augmente encore pour rejoindre la fréquence de binaire stellaire (environ 14% Gizis et al., 2001). Cette grande variation dans la fréquence montre qu'il est possible que les systèmes à grandes séparations se forment différemment des systèmes à petites séparations.

1.1.2. Exoplanètes de type géantes gazeuses

Le régime des exoplanètes désigne les objets dont la masse est sous le seuil du brûlage du deutérium. Cette limite peut être située entre 11 à 16.3 M_{Jup} selon la métallicité (Spiegel et al., 2011) et elle peut aussi varier de 0.8 M_{Jup} selon le type de départ dans le cas de formation par accrétion de coeur (Mollière & Mordasini, 2012). C'est la pression de Coulomb qui domine le combat constant contre la contraction gravitationnelle dans le régime de masse des planètes. En général, les planètes géantes sont définies comme ayant une masse minimale de 0.1 M_{Jup} (Clanton & Gaudi, 2014), puisque ce genre d'objet est susceptible d'être composé à plus de 50% en masse de gaz d'hydrogène ou d'hélium. Il est à noter cependant que cette limite sur la masse peut être trompeuse si la planète s'est formée dans un disque protoplanétaire très massif ou qui contient beaucoup d'éléments lourds (Brewer et al., 2017). Dans un cas, il est possible d'obtenir une planète comme HD 149026 b, par exemple, dont la composition serait très riche en métaux avec probablement plus de 50% d'éléments lourds en masse. Pour la suite de ce document, les exoplanètes ayant des masses supérieures à 0.09 M_{Jup} (ou 30 masses terrestres) jusqu'à la limite de fusion du deutérium seront définies comme des exoplanètes de type géantes gazeuses. Il s'agit donc de planètes qui partagent certaines caractéristiques avec Jupiter. Ainsi, elles ne sont pas composées essentiellement de roches et ne possèdent pas de surface solide, mais sont plutôt composées en grande partie d'éléments légers, principalement d'hydrogène et d'hélium. Elles ont en général un noyau massif formé de roches et de glaces. Ce noyau est entouré d'une couche très dense d'hydrogène métallique liquide, qui est la source de la dynamo magnétique. Le tout est enveloppé d'une atmosphère composée à 90% d'hydrogène moléculaire et à 10% d'hélium (en volume). Comme la pression est très élevée près du coeur de la planète, ces éléments légers ont atteint le point critique où il n'y a plus de distinction entre gaz et liquide. Les planètes géantes ont une faible densité, soit 1.3 g/cm³ pour Jupiter, puisqu'elles sont composées à 90% de gaz.

1.1.2.1. Méthodes de détections d'exoplanètes

Plusieurs méthodes ont été utilisées pour détecter des exoplanètes (voir Figure 1.4), qui sont souvent inspirées de méthodes connues pour trouver des compagnons stellaires. La plupart des exoplanètes ont été découvertes en utilisant des méthodes dites indirectes. Dans ce cas, la découverte du compagnon passe par l'étude de l'effet qu'il peut avoir sur son

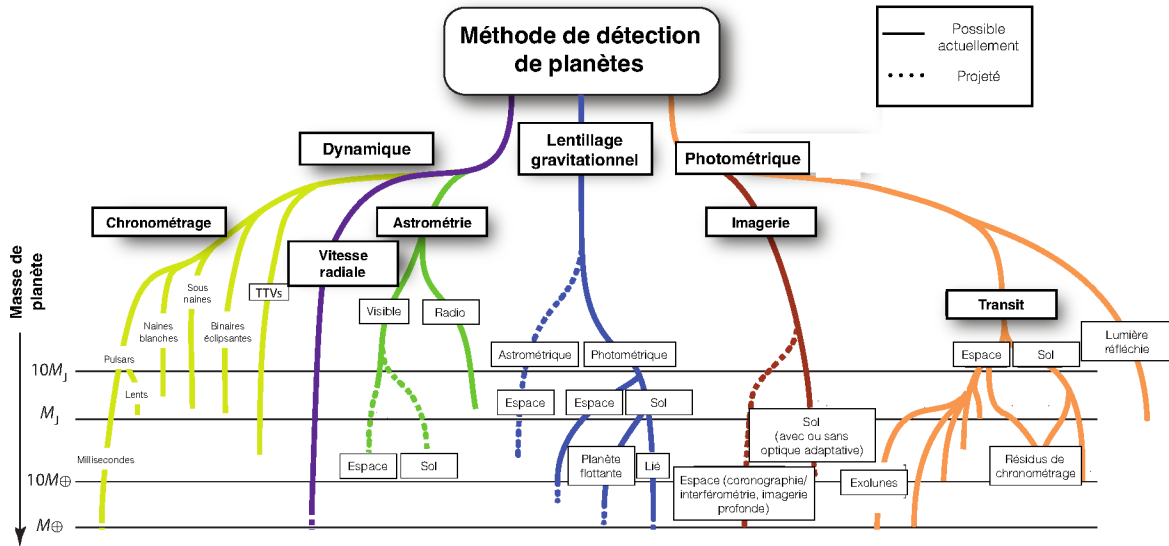


Fig. 1.4 Cette figure présente toutes les méthodes de détection qui ont pu, ou pourront, contribuer à trouver des exoplanètes. Figure modifiée de M. Perryman, disponible au <http://exoplanet.eu/tutorials/>.

étoile hôte. Il s'agit donc d'étudier les aspects du comportement d'une étoile trahissant la présence d'une planète qui l'orbite. Par exemple, le passage d'une planète devant son étoile dans la ligne de visée crée une variation du flux de l'étoile hôte due aux éclipses primaires et secondaires (méthode du transit) et le mouvement d'une planète en orbite autour d'une étoile force celle-ci à tourner autour du barycentre du système (méthode des vitesses radiales et méthode astrométrique). La méthode de chronométrage est utilisée pour identifier les planètes autour d'objets émettant un signal périodique comme les pulsars, les étoiles pulsantes ou les systèmes binaires éclipsant. Dans ce cas-ci, le mouvement de reflexe de l'étoile autour du barycentre causé par la planète sera mesuré par la variation du signal périodique dû à l'effet Doppler. Il est aussi possible de détecter des planètes à l'aide de la méthode de micro-lentille gravitationnelle, un phénomène qui se produit lorsque le champ gravitationnel d'une étoile agit comme une lentille, augmentant la brillance d'une étoile d'arrière-plan. Ceci peut se produire uniquement quand les deux étoiles sont parfaitement alignées. Il s'agit d'un phénomène rare de courte durée (de quelques heures à quelques semaines) et il n'est pas possible d'obtenir des observations de suivi afin de caractériser le système. Si une planète orbite autour de la lentille, alors la planète ajoutera son propre champ gravitationnel à la lentille, ce qui sera visible pendant un très court laps de temps.

Toutes les méthodes décrites ci-haut permettent de détecter de façon indirecte des exoplanètes. La détection par imagerie directe est la seule méthode permettant de voir la planète (voir figure 1.5), ce qui amène la possibilité de la caractériser plus facilement. Il s'agit d'une

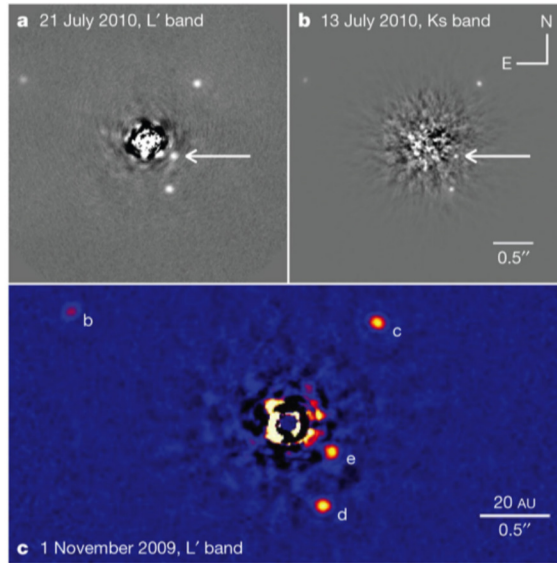


Fig. 1.5 Les quatre planètes orbitant autour de l'étoile HR8799 ont été découvertes par imagerie directe avec la technique d'optique adaptative. (Marois et al., 2010)

technique spectro-photométrique qui consiste à détecter directement la lumière provenant de l'exoplanète en tant que source spatialement résolue. Cette lumière peut être émise par la planète ou elle peut être de la lumière réfléchie par la planète provenant de l'étoile hôte. La lumière réfléchie, qui se manifeste principalement dans le visible, dépend du type spectral et de la classe de luminosité de l'étoile hôte, du rayon de la planète, de la séparation orbitale, de la phase ainsi que de la composition et des propriétés de diffusion de l'atmosphère de la planète. L'émission thermique d'une planète dépend de son âge, de sa masse, de sa composition ainsi que de son mode de formation et elle pique essentiellement dans les longueurs d'onde du proche infrarouge. Les télescopes actuels, les instruments de pointe ayant pour objectif d'imager des planètes et les techniques d'imageries qui y sont associées permettent uniquement la détection de planètes jeunes et brillantes en émission thermique, sous forme d'une source ponctuelle dans une image.

Une planète est beaucoup moins brillante que son étoile hôte, ce qui fait que sa lumière est submergée par la lumière diffractée et diffusée de l'étoile, particulièrement dans les longueurs d'onde visibles. Le ratio entre le flux de planète et celui de l'étoile, ou contraste, dépend du type spectral de l'étoile et de la classe de luminosité, de la séparation projetée au moment de l'observation, ainsi que de la masse, la composition, du rayon et de l'âge de la planète. Observer à des longueurs d'onde plus grandes, comme l'infrarouge, permet de diminuer le contraste entre la planète et l'étoile, car le flux de l'étoile pique dans le visible puis diminue selon la loi de Rayleigh-Jean (en λ^{-4}) alors que le flux de la planète atteint un maximum dans le proche infrarouge (voir figure 1.6). De plus, l'observation d'exoplanètes géantes à partir du sol est encore plus difficile à cause de la présence de turbulences atmosphériques et

des imperfections dans le train optique des instruments qui peuvent produire des tavelures, c'est-à-dire de petites structures, causée par la lumière diffusée, de taille angulaire λ/D (où λ est la longueur d'onde étudiée et D est le diamètre du télescope) pouvant ressembler à des planètes.

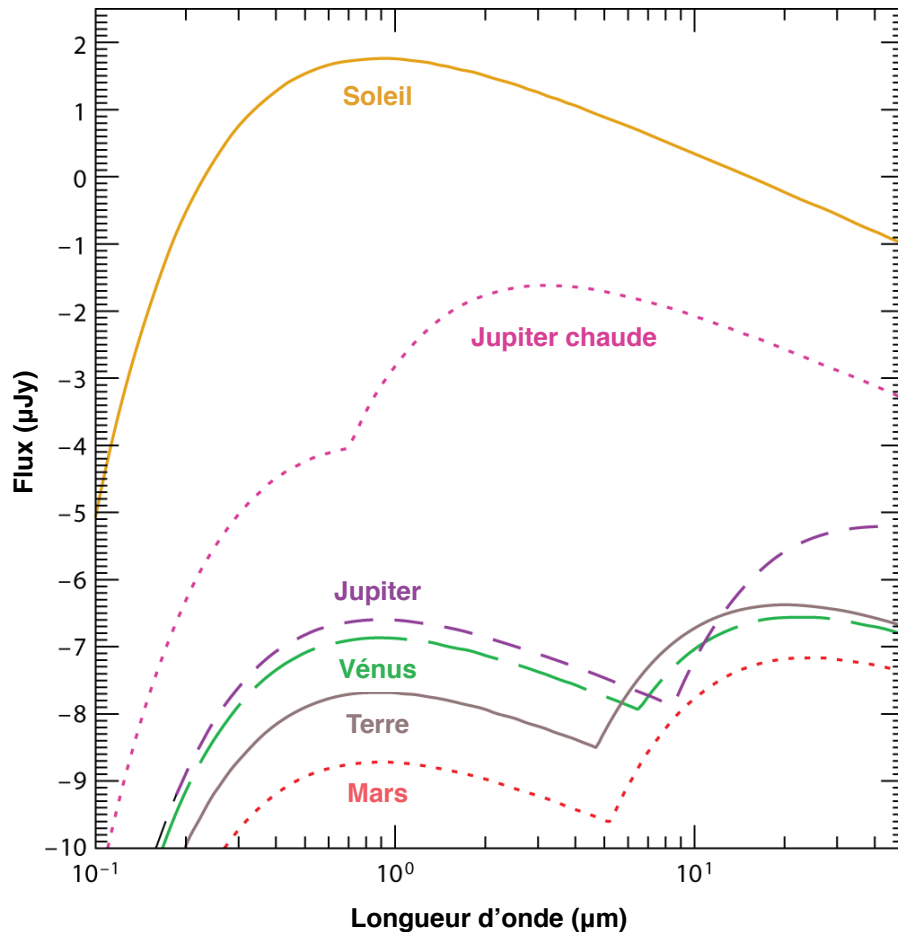


Fig. 1.6 Cette figure présente le spectre d'une étoile de type solaire ainsi que celui de Jupiter, d'Uranus et de la Terre. On voit que le pic d'intensité du spectre de l'étoile est atteint dans le visible, où le contraste F_*/F_p est alors de l'ordre de $10^9 - 10^{10}$. Son flux diminue ensuite vers les longueurs d'onde plus élevées. Or, c'est dans ce régime que le flux qu'une planète de type Jupiter est plus grand, ce qui augmente le contraste à une valeur de l'ordre de $10^6 - 10^7$. Tirée de Seager & Deming (2010)

Afin de pouvoir détecter les planètes dissimulées dans la lumière de leur étoile hôte, il faut faire appel aux techniques d'imagerie à haut contraste. Un des objectifs est de réduire le rapport λ/D , ce qui peut être réalisé en utilisant des télescopes plus grands. Ce rapport détermine la largeur à mi-hauteur de la fonction d'étalement du point, qui décrit la façon qu'un système optique répond à une source ponctuelle. Plus la largeur à mi-hauteur est petite, plus la fonction est piquée et moins la lumière provenant de la source ponctuelle (l'étoile hôte par exemple) est étendue. Malheureusement, il n'est pas possible de faire des

miroirs rigides de plus de 5 mètres. Les miroirs plus grands doivent effectivement être très minces ou composés de segments et peuvent donc être facilement déformés, ce qui ajoute des aberrations de premier ordre (coma, foyer ou astigmatisme). Celles-ci peuvent être corrigées en plaçant des actuateurs au dos des segments du miroir, ce qui permet de corriger la forme du miroir sur des échelles de temps allant de la seconde à la minute. C'est ce qu'on appelle la méthode d'optique active. Il est aussi possible de compenser pour les variations atmosphériques en utilisant la technique d'optique adaptative (OA). Dans ce cas, un miroir déformable est ajouté dans le chemin optique. Le front d'onde déformé par l'atmosphère est réfléchi par le miroir déformable. Des modifications à la forme de ce miroir s'effectuent très rapidement grâce à des centaines d'actuateurs, sur des échelles de temps de l'ordre de la milliseconde afin de corriger les variations atmosphériques. Le système fonctionne dans une boucle fermée qui mesure l'erreur résiduelle sur le front d'onde à l'aide d'un analyseur de front d'onde. De plus, il est possible de placer un masque devant l'étoile hôte pour obstruer sa lumière dans l'objectif de trouver des planètes situées plus près de l'étoile. Cette méthode, nommée coronographie, a été développée en 1931 par Bernard Lyot afin d'étudier la couronne solaire. Parmi les instruments visant à détecter des exoplanètes par imagerie directe autour d'étoiles jeunes, on retrouve *Gemini Planet Imager* (GPI, Macintosh et al., 2014) installé à Gemini-Sud au Chili et *SPHERE* (Spectro-Polarimetric High-contrast Exoplanet REsearch, Beuzit et al., 2008) installé au *Very Large Telescope* au Chili, qui combinent les méthodes de la coronographie et de l'optique adaptative. Ces deux instruments ont vu leurs premières lumières en 2014 et sont à la fine pointe de la technologie. Aussi, toujours dans le but de découvrir des compagnons à faibles séparations angulaires de l'étoile, il est possible de démêler les tavelures stellaires des exoplanètes en utilisant les caractéristiques présentes dans la lumière de la planète mais pas dans la lumière de l'étoile. Le bruit des tavelures peut être supprimé en utilisant la technique d'imagerie différentielle simultanée (SDI; Marois et al. 2005) ou la technique d'imagerie différentielle angulaire (ADI; Marois et al. 2006). Dans le cas du SDI, des images dans des filtres de longueurs d'onde différentes mais très rapprochées sont acquises en même temps. Cette technique profite du fait que l'étoile et la planète ont des spectres différents et que la taille du patron des tavelures varie selon très peu de la longueur d'onde de l'observation (il s'agit du même patron mais il est à des échelles différentes selon la longueur d'onde). Pour ce qui est de l'ADI, le rotateur d'instrument d'un télescope ayant une monture alt-azimutale est désactivé afin que la fonction d'étalement du point de l'étoile et les tavelures soient stables, mais que le compagnon se déplace lentement autour de l'étoile sur le détecteur lors de prises successives d'images (ADI; Marois et al. 2006). Les paires d'images sont alors soustraites pour supprimer le bruit de tavelures et la signature de la planète apparaît alors.

Il est aussi possible d'utiliser la technique d'imagerie dans sa forme la plus simple, c'est-à-dire sans optique adaptative. La figure 1.7 présente les courbes de contrastes pour des

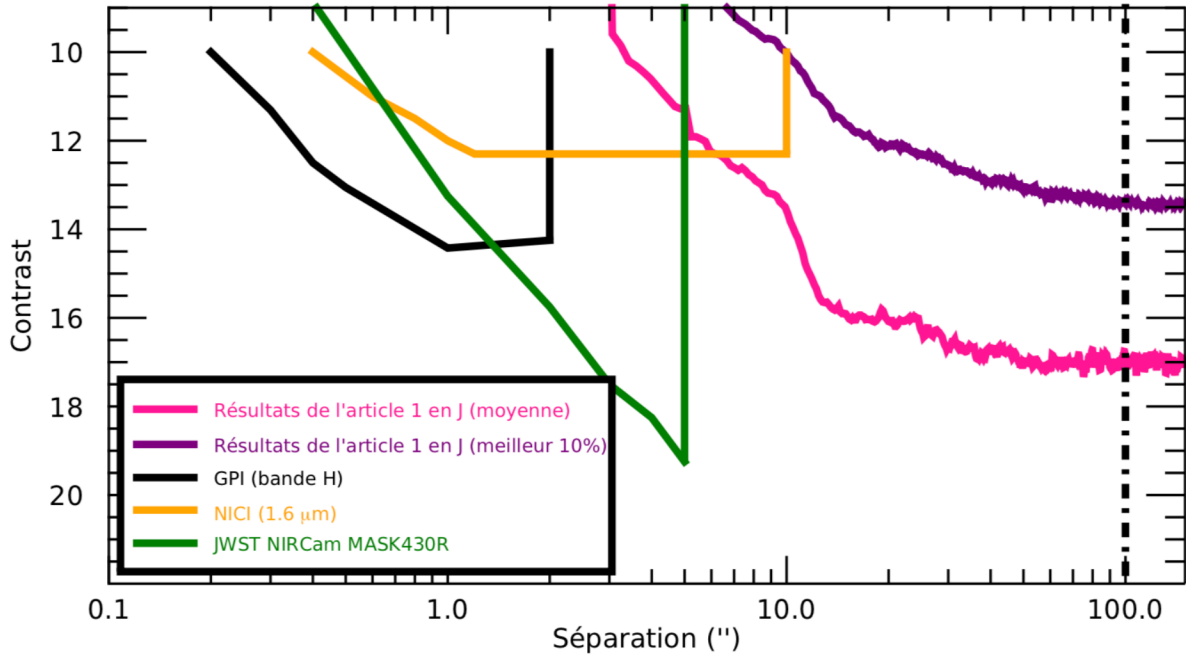


Fig. 1.7 Cette figure présente la courbe de contraste pour GPI (en noir, tirée de <https://www.gemini.edu/sciops/instruments/gpi/instrument-performance/contrast/sensitivity>), NICI (en orange, courbe tirée de Artigau et al., 2008) et *JWST*/NIRCam avec le masque coronographique MASK430R (en vert, courbe tirée de Beichman et al., 2010). Ces trois instruments utilisent des techniques d'imageries à haut contraste. La courbe rose présente le contraste moyen pour le relevé d'étoiles *WEIRD*, présenté au chapitre 2, et la courbe en mauve présente le meilleur 10% des résultats de ce relevé. La ligne pointillée montre les limites de stabilité des systèmes binaires (Weinberg et al., 1987).

observations d'imagerie à haut contraste et pour des observations profondes à grand champ, sans optique adaptative ni coronographe. La courbe en jaune présente le contraste obtenu en bande *H* pour NICI (*Near-Infrared Coronagraphic Imager*, Ftaclas et al., 2003), un instrument avec coronographe et utilisant l'optique adaptative de Gemini-Sud, pour GPI en noir et en vert pour *JWST*/NIRCam, un instrument qui sera à bord du télescope spatial James Webb possédant un coronographe. Ces trois instruments permettent d'atteindre de bons contrastes dans des régions plus près de l'étoile (à l'intérieur de $10''$), mais ils ne peuvent pas sonder les couches les plus extérieures des systèmes planétaires. L'imagerie profonde à grand champ permet d'étudier les zones à plus de $10''$, jusqu'à des distances correspondant à la limite de stabilité des systèmes binaires. La courbe rose présente le contraste moyen obtenu dans le cadre du projet *WEIRD*, présenté au chapitre 2, et la courbe mauve présente le contraste obtenu pour les meilleurs 10% de ce relevé. Ces observations sondent des régimes de séparations différents par rapport aux instruments utilisant de l'imagerie à haut contraste. Le contraste obtenu est cependant comparable, voire meilleur, que celui obtenu

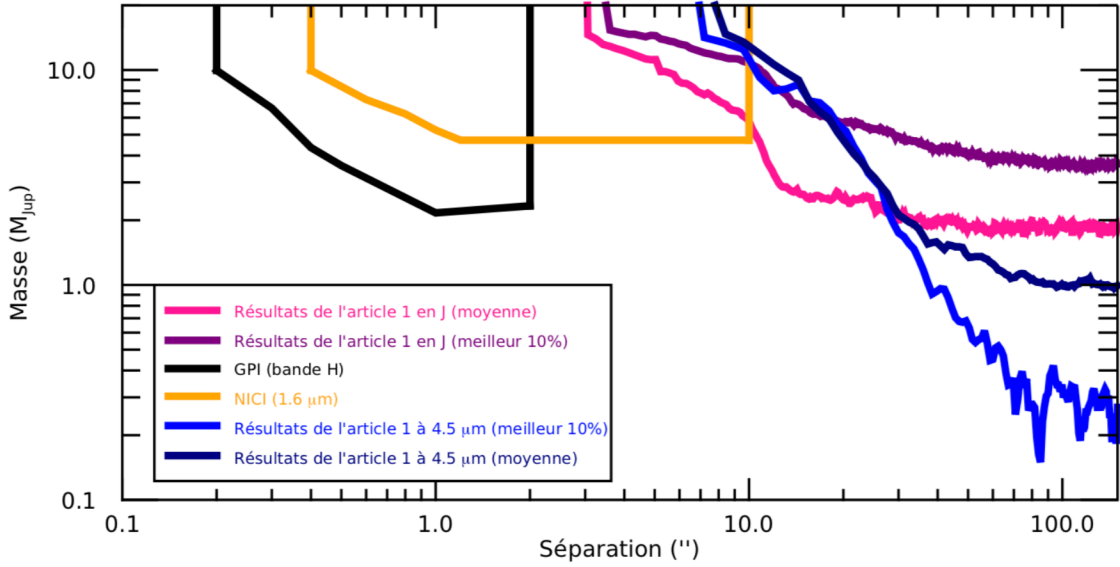


Fig. 1.8 Cette figure présente les masses limites atteintes pour GPI (en noir, pour une étoile ayant $K = 7.1$ mag à une distance de 50 pc) et pour NICI (en orange, pour une étoile ayant $K = 7.1$ mag à une distance de 50 pc). La courbe rose présente les masses limites atteintes en J en moyenne pour le relevé d'étoiles *WEIRD*, présenté au chapitre 2, et la courbe en mauve présente le meilleur 10% des résultats en J de ce relevé. De la même manière, la courbe en bleu montre les masses limites atteintes à $4.5 \mu m$ en moyenne pour le relevé d'étoiles *WEIRD* et la courbe en bleu foncé présente le meilleur 10% de ces résultats. Des âges de 50 Ma sont supposés pour toutes les courbes.

par les autres instruments situés au sol (GPI et NICI) et il se compare bien à celui qu'obtiendra *JWST*/NIRCam. Ce contraste pour être converti en masse limite et c'est ce qui est présenté à la figure 1.8. Les courbes bleues présentent les masses limites que le relevé *WEIRD* a permis d'atteindre, à un âge moyen de 50 Ma. La courbe bleu marine montre qu'en moyenne le relevé *WEIRD* permettait de détecter des planètes ayant des masses aussi faibles que la masse de Jupiter.

Table 1. I. Liste des compagnons détectés par imagerie directe

Nom	Comp	Distance (pc)	Masses (M_{Jup})	Séparation (UA)	Age (Ma)	Ref.
51 Eri	b	29.43±0.29	2±1	14±4	24±3	1
HD 95086	b	90.40±3.4	4±1	62±15	17±4	2
HR 8799	b	40.40±1.04	5±1	68±2	40±5	3
HR 8799	c	40.40±1.04	7±2	42.81±1.16	40±5	3
HR 8799	d	40.40±1.04	7±2	26.97±0.73	40±5	3
HR 8799	e	40.40±1.04	7±2	17±0.5	40±5	3
HIP 65426	b	111.40±3.8	7±2	92.3±0.2	14±3	4
β Pictoris	b	19.44±0.05	13.0±0.2	9±0.5	24±3	5
2M1207	b	51.00±5	5±2	41±4	10±3	6
Ross458	c	11.40±0.02	9±3	1,160±2	600±200	7
HD106906	b	92.00±6	12±2	654±3	13±2	8
GUPsc	b	48.00±5	11±2	2,000±200	120±10	9
WD0806-661	b	19.60±0.05	7.5±1.5	~2500	2000±500	10
1RXS1609	b	145.00±14	11±1	330±10	11±2	11
ROXs 42 B	b	144.00±1.5	9±3	140±10	3±2	12
HD203030	b	39.62±0.4	11±3	487.1±1.8	90±60	13
CHXR 73	b	150±20	12.0 ^{+8.0} _{-5.0}	~210	2±1	14
HIP78530	B	156.00±13	23±2	740±60	11±2	15
SR12	C	125.00±25	13±2	1100±2026	3±2	16
[PGZ 2001] J161031.9-191305	B	145.00±14	58±11	885±85	11±2	17
GSC 6214-210	B	145.00±14	16±1	320±30	11±2	18
TYC9486-927-1	b	34.10±0.1	12-15	~6900	10-45	19
2MASS J02495639-0557352	b	48.9 ^{+4.4} _{-5.4}	11.6 ^{+1.3} _{-1.0}	1950±200	22±6	20
2MASS J01033563- 5515561	B	47.20±3.1	13±1	84±0.4	45±4	21
2MASSJ01225093-2439505	B	36.00±4	13±1	52±6	120±10	22
2MASS J02192210-3925225	B	39.40±2.6	14±1	156±10	45±4	23
2M0441+2301B	b	263.00±25	10±2	~15	2±1	24
ABPic	B	47.30±1.8	13.5±0.5	258±0.7	45±4	25
2MASS J22362452+4751425	B	63.00±5	12.5±1.5	230±20	120±10	26
HN Peg	B	47.30±1.8	21±9	795±7	300±200	27
κ And	B	51.60±0.5	50±16	55±2	220±100	28
ROXs12	B	120.00±3	16±4	210±20	8±3	12
VHS J125601.92-125723.9	B	12.70±1	12±2	102±9	200±100	29
HR2562	B	33.60±0.5	30±15	20.3±0.3	300±100	30
HD206893	B	40.70±0.4	20±10	10.8±0.1	250±100	31
PZ Tel	B	51.50±2.6	36±6	18±1	24±3	32
HD984	B	47.10±1.4	64±30	9.5±0.02	100±100	33
1RXSJ235133.3+312720	B	50.00±10	32±6	119±24	120±10	34
GJ758	B	15.50±0.5	24±10	29±1	3,000±2,000	35
GJ504	B	17.56±0.08	35±5	43.5±0.4	2,500±2,000	36
CFBDSIRJ1458+1013	B	23.1±2.4	6-15	~2.6	1000-5000	37
DH Tau	B	135.00±1	8-22	~340	2±1	38
Fomalhaut	b	7.70±0.03	2±1	~119	440±40	39
FU Tau	B	132.00±3	~16	~800	2±1	40
FW Tau	b	145.00±15	10-100	~330	2±1	12
G196-3	B	22.50±0.4	12-25	~400	20-85	41

Nom	Comp	Distance (pc)	Masses (M_{Jup})	Séparation (UA)	Age (Ma)	Ref.
HD 100546	b	110.00±0.6	10±5.00	~53	5-10±	42
HD 100546	c	110.00±0.6	<20	~13	5-10	42
LP261-75	B	34.00±0.2	12-26	~450	100-200	43
WISE J014656.66+423410.0	B	11.00±2	4-16	~1	1000-10000	44
WISE J1217+1626 B	B	10.00±2	5-20	~8	1000-5000	45

¹**Références** – (1) Macintosh et al. (2015), (2) Meshkat et al. (2013), (3) Marois et al. (2008), (4) Chauvin et al. (2017), (5) Lagrange et al. (2009), (6) Chauvin et al. (2004), (7) Goldman et al. (2010), (8) Bailey et al. (2014), (9) Naud et al. (2014), (10) Luhman et al. (2011), (11) Lafrenière et al. (2008), (12) Kraus et al. (2014a), (13) Metchev & Hillenbrand (2006), (14) Luhman et al. (2006), (15) Lafrenière et al. (2011), (16) Bowler et al. (2014), (17) Kraus et al. (2008), (18) Ireland et al. (2011), (19) Deacon et al. (2016), (20) Dupuy et al. (2018), (21) Delorme et al. (2013a), (22) Bowler et al. (2013), (23) Artigau et al. (2015), (24) Todorov et al. (2010), (25) Chauvin et al. (2005), (26) Bowler et al. (2017), (27) Tokovinin (2014), (28) Carson et al. (2013), (29) Gauza et al. (2015), (30) Konopacky et al. (2016), (31) Milli et al. (2017), (32) Biller et al. (2010), (33) Meshkat et al. (2015b), (34) Bowler et al. (2012), (35) Thalmann et al. (2009), (36) Kuzuhara et al. (2013), (37) Liu et al. (2011), (38) Itoh et al. (2005), (39) Kalas et al. (2008), (40) Luhman et al. (2009), (41) Rebolo et al. (1998), (42) Currie et al. (2015), (43) Reid & Walkowicz (2006), (44) Dupuy et al. (2015), (45) Liu et al. (2012).

L'imagerie directe a d'abord permis l'observation de compagnons naines brunes, comme Gl 229B, la première naine brune découverte en 1995 (Nakajima et al., 1995). Il a ensuite fallu attendre 2004 pour que la première observation de planète soit obtenue, avec la découverte d'une planète de $5 \pm 2 M_{\text{Jup}}$ orbitant 2MASS J12073346-3932539 (Chauvin et al., 2004), une naine brune de $25 M_{\text{Jup}}$, à une séparation de ~ 55 UA. Depuis, cette méthode d'observation a permis de découvrir à ce jour environ trente planètes avec des masses inférieures à $15 M_{\text{Jup}}$ ainsi qu'une vingtaine de compagnons naines brunes de masses inférieures à $25 M_{\text{Jup}}$ ¹. Le tableau 1. I présente la liste des compagnons imagés avec la distance du système, la masse du compagnon, la séparation entre l'étoile hôte et la planète en question ainsi que l'âge du système. Certains systèmes découverts dans les dernières années ont été exclus de la liste comme le système LkCa 15, puisqu'il est possible que les détections des planètes soient en fait des artefacts dû au disque protoplanétaire (Mendigutía et al., 2018).

Il existe deux catégories d'objets de type planètes géantes ayant été découvertes par la méthode d'imagerie directe. D'abord, il existe une population de planètes à séparation modeste de leur hôte (10–100 UA). La planète HR8799e fait partie de cette population étant située à 14.5 UA de son hôte. Ce genre de planète nécessite des observations à l'aide de techniques d'imagerie différentielle (OA et coronographie) afin de distinguer une planète aussi près que possible de l'étoile. Bien qu'il soit possible d'obtenir des spectres de ces planètes (avec *GPI* par exemple), il est présentement très difficile d'obtenir un spectre à grande résolution pour ces objets. En deuxième lieu, il existe une population d'objets dont la séparation est très grande allant de quelques centaines à quelques milliers d'unités astronomiques. Comme ces planètes sont situées très loin de leur étoile, elles peuvent être étudiées comme si elles étaient

¹ Une compilation est présentée sur le site Internet <http://exoplanet.eu>

isolées dans l'espace. Les techniques d'imagerie à haut-contraste ne sont plus nécessaires et il est possible d'obtenir un spectre à haute résolution de telles planètes. Naud et al. (2014) ont découvert un système composé d'une naine M3 et d'un compagnon T3.5 faisant partie de l'association jeune AB Doradus (voir chapitre 3), à une séparation de 2000 UA, ce qui correspond à une des plus grandes séparations connues à ce jour pour une exoplanète géante qui orbite une étoile. Ils ont aussi démontré que le système est stable, malgré la grande distance entre les objets, puisqu'il a une demi-vie de 5-6 milliards d'années, ce qui est beaucoup plus élevé que l'âge estimé du système (150 Ma). Le système WD0806-661 a une séparation encore plus élevée (~ 2500 UA) (Luhman et al., 2011), mais l'étoile hôte est une naine blanche, ce qui change beaucoup la dynamique du système. Outre ces deux catégories de planètes géantes, il existe aussi une classe d'objet parfois désignée par le terme *planète flottante* ou *planémo* (Basri & Brown, 2006). Un planémo est un astre de masse planétaire qui évolue seul et qui n'est donc pas lié gravitationnellement à une étoile hôte. Ils ont été découverts lors de la recherche d'objets toujours plus froids lors de relevés profonds de régions du ciel, comme lors de la recherche de nouveaux membres peu massifs d'associations jeunes. C'est ainsi que par exemple PSO J318.5338-22.8603, une naine L7 membre de l'association jeune β Pictoris (Liu et al., 2013) et SDSS J111010.01+011613.1, une naine T5.5 membre d'AB Doradus (Gagné et al., 2015a), ont été identifiés comme des planémos par la méthode d'imagerie directe. Les planémos peuvent avoir été formés comme une planète et avoir été liés à une étoile avant d'être éjectés du système, ou comme une naine brune isolée tout en ayant une masse inférieure à $13 M_{\text{Jup}}$.

1.2. Classification des objets sous-stellaires

Les étoiles sont classifiées selon la méthode introduite en 1853 par William Wilson Morgan et Phillip C. Keenan. Elles sont classées, grâce à l'étude de leurs spectres, en différentes catégories identifiées par les lettres OBAFGKMLTY. Les étoiles O sont dites précoces et correspondent aux étoiles les plus chaudes alors que les étoiles M sont plus froides et dites tardives. Les types spectraux des naines M tardives de même que les types spectraux subséquents, soit L, T et Y, sont utilisés pour décrire les objets sous-stellaires. Cependant, si une naine L, T ou Y orbite une étoile et qu'elle a une masse inférieure à $13 M_{\text{Jup}}$, il est possible qu'elle soit une exoplanète de type géante gazeuse.

1.2.1. Naines M

C'est en 1911 que les premières étoiles de type M furent découvertes par Hertzsprung et Russell qui travaillaient sur les étoiles membres des amas des Hyades et des Pléiades. Ces étoiles sont classées de M0 à M9 et ont des masses variant progressivement entre $0.6 M_{\odot}$ et $0.08 M_{\odot}$, une température variant entre 3700 K et 2400 K, ainsi qu'une luminosité variant de

0.08 L_{\odot} et 0.001 L_{\odot} (Habets & Heintze, 1981). Elles ont des caractéristiques très différentes en termes d'âge, d'atmosphère et de composition chimique. Ainsi, cette classe spectrale peut comprendre des étoiles de faibles masses ainsi que des naines brunes jeunes dans le cas des types spectraux M6 et plus tardifs, tout dépendant de l'âge de l'objet en question, puisque les étoiles de faible masse et les naines brunes jeunes peuvent avoir des températures effectives similaires et partagent donc des caractéristiques spectrales semblables.

Le spectre dans la partie rouge du visible (600–1000 nm) des naines M est caractérisé par des bandes d'absorption d'oxyde de titane (TiO) à 843.2 nm ou d'oxyde de vanadium (VO) à 740.0 nm. Les hydrures métalliques (MgH à 520 nm et CaH à 680 nm) et les métaux neutres, comme le Ca I (422.7 nm), les doublets de Na I (589.0 nm et 589.6 nm, et 818.5 nm et 819.5 nm), le doublet de K I (766.5 nm et 769.9 nm) et le triplet de Ca II (849.8 nm, 854.2 nm et 866.2 nm), permettent aussi d'aider à la classification des naines M dans le visible. Dans le proche infrarouge (1–2.4 μm), ce sont les bandes d'absorption du H₂O (1.35 μm et 2.3 μm), du CO (2.29 μm), du K I (1.169-1.777 μm et 1.234-1.252 μm), du Na I (1.14 μm) et du OH (1.2 μm) qui permettent l'identification des naines M. Les bandes d'absorption de CO et H₂O sont plus fortes pour les naines M plus tardives. Il est particulièrement intéressant d'étudier ces objets dans ce régime de longueurs d'onde, puisque c'est là où se situe le pic de la distribution d'énergie spectrale des naines M. La figure 1.9 présente le spectre dans le visible et l'infrarouge des naines M tardives.

Les naines M dont la masse se situe entre 0.1 et 0.6 M_{\odot} correspondent au plateau maximal dans la fonction de masse initiale et sont donc beaucoup plus nombreuses que toutes les autres étoiles plus précoces réunies. Dans le voisinage solaire, elles constituent 75% des étoiles (Kirkpatrick et al., 2012b). Il y a plus de 5400 objets de type M7 ou plus tardifs connus, la majorité correspondant à des sources isolées dont les couleurs, la cinématique et la distribution d'énergie spectrale sont en accord avec des objets du champ d'âge entre 2 et 8 Ga.

1.2.2. Naines L

La première naine L, GD 165 B, a été découverte en 1988 par Becklin & Zuckerman (1988) bien qu'elle n'ait pas été identifiée comme telle à l'époque. L'arrivée des catalogues infrarouges a permis de déterminer qu'il existe une classe d'étoiles partageant des caractéristiques de GD 165 B. Ce sont Kirkpatrick et al. (1999) qui l'ont identifiée formellement comme la classe spectrale L. La masse des naines L0 à L9 varie entre 0.08 M_{\odot} et 0.005 M_{\odot} , selon l'âge, leur température varie entre 2400 K et 1300 K et leur luminosité varie entre 0.001 L_{\odot} et 0.00005 L_{\odot} .

L'intervalle de masse de cette classe d'objets inclut le seuil de brûlage du deutérium et de l'hydrogène selon l'âge de l'objet considéré. Bien que la grande majorité des naines L soient des naines brunes, certaines naines L sont des étoiles âgées de faibles masses dont le type

spectral peut aller jusqu'à L2. Ainsi, les naines L ayant une masse inférieure à $0.072 M_{\odot}$, ou qui sont plus tardives que L2 à un âge de 1 à 5 milliards d'années, sont des naines brunes et non pas des étoiles de faible masse. Tout comme les naines brunes jeunes et certaines étoiles de faible masse ayant des températures effectives semblables partagent des caractéristiques spectrales, les naines L et les planètes géantes gazeuses auront des compositions atmosphériques et une chimie des nuages similaire (Faherty et al., 2016). En général, les naines L sont des objets isolés, bien que $\sim 15\%$ d'entre elles forment un système binaire.

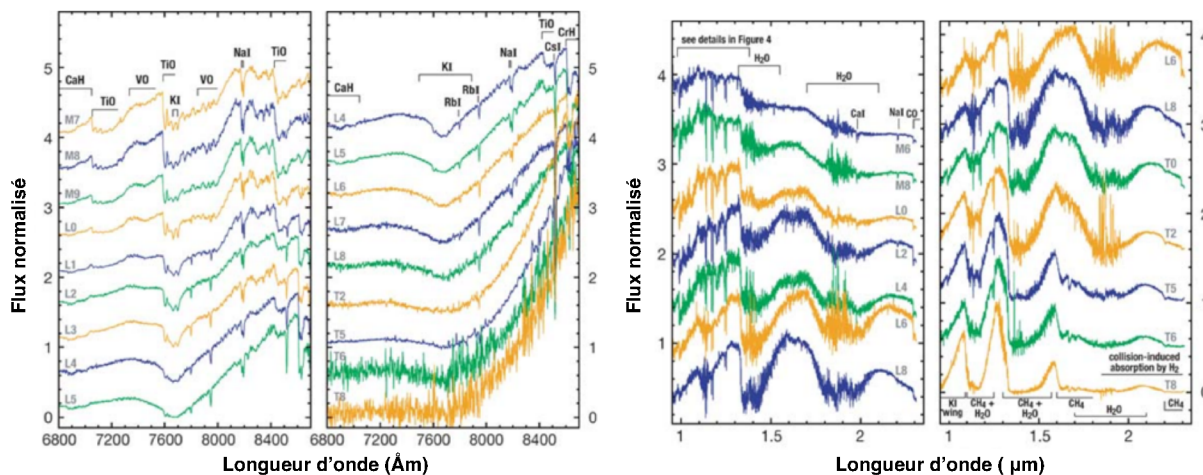


Fig. 1.9 Cette figure, tirée de Kirkpatrick (2005), présente le spectre de naines M7 à T8 dans le domaine du visible (panneau de gauche) et dans le domaine du proche infrarouge (panneau de droite).

Le spectre optique des naines de type L diffère de celui des naines de type M par le fait qu'il ne démontre pas d'absorptions dues aux oxydes métalliques (TiO et VO). En effet, le TiO diminue rapidement lors de l'évolution des naines M plus tardives alors que le VO persiste dans les premiers types spectraux des naines L, avant de disparaître rapidement par la suite. Le spectre visible des naines L est plutôt caractérisé par de fortes bandes d'absorption d'hydrure métallique (CrH à 861.1 nm et 996.9 nm, 869.2 nm et 989.6 nm) et des raies profondes de métaux alcalins, comme le doublet de Na I, qui s'estompent dans les naines plus tardives alors que les raies de K I à 780.0 nm et 769.9 nm, de Rb I à 780.0 nm et 794.8 nm, de Cs I à 852.1 nm et 894.3 nm et la raie D du sodium sont plus fortes aux types spectraux plus tardifs. Dans l'infrarouge, ce sont les bandes d'absorption de H₂O (1.40 μm et 1.85 μm), de FeH (0.99 μm et 1.2 μm), de CO (2.29 μm) ainsi que l'émission par des raies de K I (1.169-1.777 μm et 1.234-1.252 μm), de Na I (1.14 μm et 2.2 μm) et de Fe (1.164-1.198 μm) qui dominent. Le méthane commence à se former dans les couches externes de l'atmosphère à partir de 1700K et sera visible à 3.3 μm pour les naines les plus tardives (Stephens et al., 2009). Le spectre dans le visible et l'infrarouge des naines L est présenté à la figure 1.9.

1.2.3. Naines T

La transition entre les naines L et T est marquée par un changement dans les couleurs $J - K$ qui deviennent moins rouges. Ceci pourrait être dû à un passage entre une atmosphère couverte de nuages et une atmosphère claire. À cette transition, les nuages de silicate et de fer, importantes sources d’opacité pour les naines L, deviennent de moins en moins importants, soit parce qu’ils se dispersent, parce qu’ils sombrent plus profondément dans l’atmosphère ou qu’ils se séparent en nuages épars comme pour Jupiter ou Saturne. Ceci permet au flux provenant de couches plus profondes de l’atmosphère de nous atteindre. Certaines naines T montrent une variabilité pouvant être attribuée à une combinaison de régions claires et nuageuses dans l’atmosphère ou à différentes épaisseurs de nuages. Les naines T (T0 à T8) ont une température effective allant de 1300 K à 500 K, une masse allant de $50 M_{\text{Jup}}$ à $20 M_{\text{Jup}}$ pour des objets du champ (la masse pouvant être sous le seuil de la fusion du deutérium pour des objets jeunes ou de plus de $50 M_{\text{Jup}}$ pour des objets appartenant au disque épais) et une luminosité très faible ($< 10^{-5} L_{\odot}$). Un prototype de cette classe de naine est Gliese 2292 B, qui est parmi les premières naines brunes ayant été identifiées (Nakajima et al., 1995). Toutes les naines T sont des objets sous-stellaires et sont en général des objets isolés bien que Burgasser et al. (2003) aient trouvé qu’environ 20% des naines T forment un système binaire. De plus, si une naine T orbite une étoile, il est possible qu’elle fasse partie d’un système planétaire, puisque sa masse peut être sous la masse limite de fusion du deutérium, selon l’âge du système.

Le spectre des naines T est caractérisé par l’apparition du méthane dans l’infrarouge proche, à $1.67 \mu\text{m}$ et $2.2 \mu\text{m}$ (Kirkpatrick, 2005). Alors que les naines T deviennent plus tardives, l’absorption due au méthane devient apparente à $1.15 \mu\text{m}$ et à $1.4 \mu\text{m}$. Dans les naines T tardives, les bandes d’absorption dues au méthane et au H_2O s’approfondissent et se combinent pour former trois pics triangulaires à $1.08 \mu\text{m}$, $1.27 \mu\text{m}$ et $1.58 \mu\text{m}$ de même qu’un faible pic à $\sim 2.1 \mu\text{m}$. Ce dernier pic est cependant diminué par l’absorption par collision induite du H_2 . L’absorption par le CH_4 et la disparition des nuages font que les couleurs dans l’infrarouge proche des naines T sont plus bleues que celles des naines L. Le spectre dans la partie rouge du visible (voir figure 1.9) des naines T continue la tendance amorcée aux types L tardifs où le doublet de K I et la raie de Na I D deviennent plus importants, absorbant à des longueurs d’ondes allant jusqu’à $1 \mu\text{m}$. L’absorption de CrH est faible, mais peut être encore présente dans les naines T les plus précoces. Les raies de Rb et Cs diminuent avec le type spectral, mais peuvent être encore apparentes dans le spectre des naines T7. L’absorption de l’eau à 920–945 nm devient plus forte dans les types plus tardifs et la majorité du flux émis se trouve aux longueurs d’onde de plus en plus grande ($> 1 \mu\text{m}$). C’est pourquoi la classification de ce genre d’objets se fait principalement avec des spectres pris dans l’infrarouge proche.

1.2.4. Naines Y

La classe Y (Cushing et al., 2011; Kirkpatrick et al., 2012b) correspond à la continuation des naines T à des températures effectives inférieures. En effet, les T9 ont une température effective de ~ 500 K et les Y0 ont une température effective de ~ 400 K. La naine Y la plus froide connue à ce jour est WISE J0855–0714 (Luhman, 2014) qui a une température effective entre 230 et 260 K. Bien que cette température soit très froide, elle est plus élevée que la température effective de Jupiter, qui est de ~ 150 K. Présentement, vingt-six naines Y sont connues alors qu’une candidate attend une confirmation spectroscopique. Les naines Y ont toutes des masses sous la masse critique de la fusion de l’hydrogène et certaines ont des masses sous la masse limite de la fusion du deutérium, faisant d’elles des planètes de type géantes gazeuses ou des planémos.

À partir de 500 K, la raie de Na I faiblit alors que le Na condense en Na_2S et le flux de la bande Y est augmenté, possiblement dû à une absorption réduite dans les ailes du K I alors que cet élément commence à former du KCl. Les naines Y précoces ont ainsi des nuages de chlorure et de sulfure alors que les naines de types spectraux autour de T5 ont une atmosphère raisonnablement claire. De plus, le NH_3 fait son apparition dans le spectre, sous forme d’absorption dans le côté bleu de la bande H. Le spectre d’une naine Y se différencie de celui d’une naine T par l’étroitesse du pic de flux en bande J, causée par l’absorption du NH_3 , et les naines Y plus tardives ont des nuages de glace (Morley et al., 2014). Toutes les naines Y sont très peu brillantes ($M_J > 19$) et leurs couleurs sont plus rouges dans l’infrarouge proche, renversant ainsi la tendance vue dans les naines T.

1.2.5. Modèles

Un grand effort a été fait parallèlement aux découvertes d’objets sous-stellaires toujours moins massifs afin de modéliser l’atmosphère et l’évolution des naines brunes et des exoplanètes géantes.

1.2.5.1. Modèles d’atmosphères

L’atmosphère joue un rôle très important dans l’évolution et l’apparence des naines brunes, bien qu’elle ne contienne qu’une portion infime de leurs masses. Comme cette mince zone dans laquelle l’énergie est transportée par radiation est la connexion entre l’intérieur convectif et la radiation émise par l’étoile, c’est aussi elle qui contrôle à quelle vitesse la planète se refroidit avec le temps. L’atmosphère introduit dans la radiation thermique émise les signatures des gaz variés qui la composent, des condensats, de la gravité et du profil de température, contrôlant ainsi la signature spectrale du corps céleste. Comprendre l’évolution des naines brunes et des exoplanètes géantes nécessite donc une très bonne connaissance de leurs atmosphères. L’étude des atmosphères des naines brunes et des exoplanètes géantes

gazeuses fait converger les théories des modèles chauds d’atmosphères stellaires et les modèles froids d’atmosphères planétaires. Ainsi, parmi les premières explorations théoriques de Gliese 229B, la première naine brune confirmée, des modèles comme ceux de Marley et al. (1996) se sont basés sur des études de l’atmosphère de Titan et de la Terre, alors que ceux de Allard et al. (1996) ou Tsuji et al. (1996) sont basés sur des codes d’atmosphères stellaires.

Les atmosphères de naines brunes et des planètes géantes sont complexes, car elles sont à des températures froides par rapport aux températures stellaires. Comme vue dans la section précédente, en abaissant la température, il y a formation dans l’atmosphère de molécules avec des opacités qui dépendent fortement de la longueur d’onde ainsi que de condensats dont la taille est de l’ordre du micromètre. Les modèles d’atmosphère visent ainsi à modéliser l’atmosphère de l’objet (naine brune ou planète) pour une certaine métallicité, gravité de surface et température afin de déterminer les sources d’opacité qui contrôlent le flux radiatif et déterminent le spectre émergent. Ils sont basés, entre autres, sur la modélisation de l’efficacité de sédimentation, f_{sed} , qui a une valeur élevée si les nuages sont minces et composés de grosses particules ou vaut 1 si les nuages sont très épais et composés de sulfure, et sur le coefficient de diffusion d’Eddy K_{zz} . Ce dernier caractérise le transport vertical dans l’atmosphère. En effet, un fort transport vertical peut apporter des molécules provenant des couches chaudes et profondes de l’atmosphère vers les couches supérieures de l’atmosphère, plus froides, et ceci plus rapidement que l’échelle de temps caractéristique pour certaines réactions chimiques. Ceci a pour conséquence d’enrichir le haut de l’atmosphère en CO et CO₂ et de diminuer la quantité de CH₄, H₂O et NH₃ dans cette même couche.

L’hypothèse de la formation de nuages dans l’atmosphère des naines brunes et exoplanètes a été étudiée par plusieurs groupes. La présence de nuages permet d’expliquer les couleurs $J - H$ et $J - K$ rouges des naines brunes et des planètes de HR8799, par exemple (voir la figure 1.15), bien que le mécanisme d’entraînement derrière la présence de nuages reste mal compris. Il a été suggéré par Freytag et al. (2010) que ce mécanisme pourrait être le dépassement convectif, dans lequel la convection apporte du matériel au-delà des régions instables de l’atmosphère dans une région stable et stratifié. La faible variabilité des naines L précoce (Metchev et al., 2015) semble cependant incompatible avec cette hypothèse, puisque cette faible variabilité tend à montrer que le mécanisme est relativement régulier, ce qui n’est pas en accord avec la nature transitoire du dépassement convectif. De plus, le changement de régime de ce dépassement convectif ainsi que la variation brusque de la température effective à la transition entre les naines L et T sont toujours inexplicables.

Deux visions s’affrontent lors du traitement des condensats dans les nuages. À un extrême, certains modèles supposent que lorsqu’un condensat est formé dans l’atmosphère, le grain solide ou liquide va continuer à interagir chimiquement avec le gaz environnant à des températures plus basses (Helling et al., 2006). Il a y donc un équilibre chimique entre les grains et le gaz local. Dans le cas du modèle Dusty de Chabrier et al. (2000); Allard et al.

(2001), une trentaine de variétés de poussières sont injectées dans l’atmosphère. Ce modèle offre un très bon ajustement aux naines L, mais il est trop rouge pour des températures plus basses que 1500 K. À un autre extrême, les condensats peuvent couler dans l’atmosphère, empêchant ainsi toutes interactions avec le gaz voisin. Les modèles qui favorisent cette approche sont dits sans nuage (par exemple, le modèle de [Saumon & Marley 2008](#) ou AMES-Cond de [Allard et al. 2001](#)). Les deux visions peuvent aussi être partiellement conciliées. Ainsi, [Morley et al. \(2014\)](#) ont développé un modèle avec des nuages épars, qui inclut les nuages d’eau, et qui peut être partiellement nuageux ou clair. La surface de nuages est de 50% et l’efficacité de sédimentation est assez élevée ($f_{sed} = 5$). Ce modèle inclut les opacités de NH_3 et de H_2 qui s’avèrent importantes dans les atmosphères des naines Y.

Certains modèles considèrent même qu’il est possible de reproduire la signature spectrale associée aux nuages sans faire appel à ceux-ci. Ainsi, [Tremblin et al. \(2016\)](#) ont proposé que le rougissement des couleurs dans l’infrarouge proche des naines L appartenant au champ est induit par la réduction du gradient de température dans leur atmosphère. Cette réduction pourrait être due au fait que les atmosphères sont sujettes à des instabilités thermo-chimiques similaires à des instabilités convectives dites en forme de doigts (qui sont présentes dans les océans ainsi qu’à la limite entre le coeur et le manteau terrestre) causées par le gradient du poids moléculaire moyen provenant de la transition chimique entre le CO et le CH_4 . Ce mécanisme explique naturellement la disparition du rougissement à la transition entre les naines L et T qui a lieu en même temps que la transition entre le CO et le CH_4 .

1.2.5.2. *Modèles d’évolution*

L’évolution des naines brunes et des planètes géantes n’est pas dominée par les réactions thermonucléaires, bien que les naines brunes brûlent du deutérium et puissent brûler du lithium et de l’hydrogène hors-équilibre pour les plus massives. Après leur formation, elles ne font que se refroidir inexorablement avec le temps. Le panneau de gauche de la figure 1.10 montre comment les planètes géantes (en rouge) et les naines brunes (en vert) deviennent de moins en moins lumineuses avec l’âge. Puisque la chaleur spécifique effective d’un gaz idéal en équilibre hydrostatique est négative, les pertes radiatives de la surface mènent à une augmentation de la densité et de la température du coeur de la naine brune. Ceci va ensuite allumer le brûlage thermonucléaire du deutérium alors que la luminosité va diminuer. Dans le cas d’une naine brune, la masse est trop faible pour que l’énergie thermonucléaire égale les pertes radiatives avant que la pression du coeur ne devienne dominée par la pression des électrons dégénérés. C’est ainsi que les naines brunes refroidissent avec le temps.

Les modèles d’évolution modélisent l’évolution de l’intérieur d’un objet et utilisent les modèles d’atmosphère pour déterminer le flux émergent et ainsi la perte d’énergie de l’objet. Le résultat permet aussi de prédire diverses caractéristiques physiques comme la luminosité bolométrique, la température effective, la gravité de surface, le rayon et la masse de l’objet.

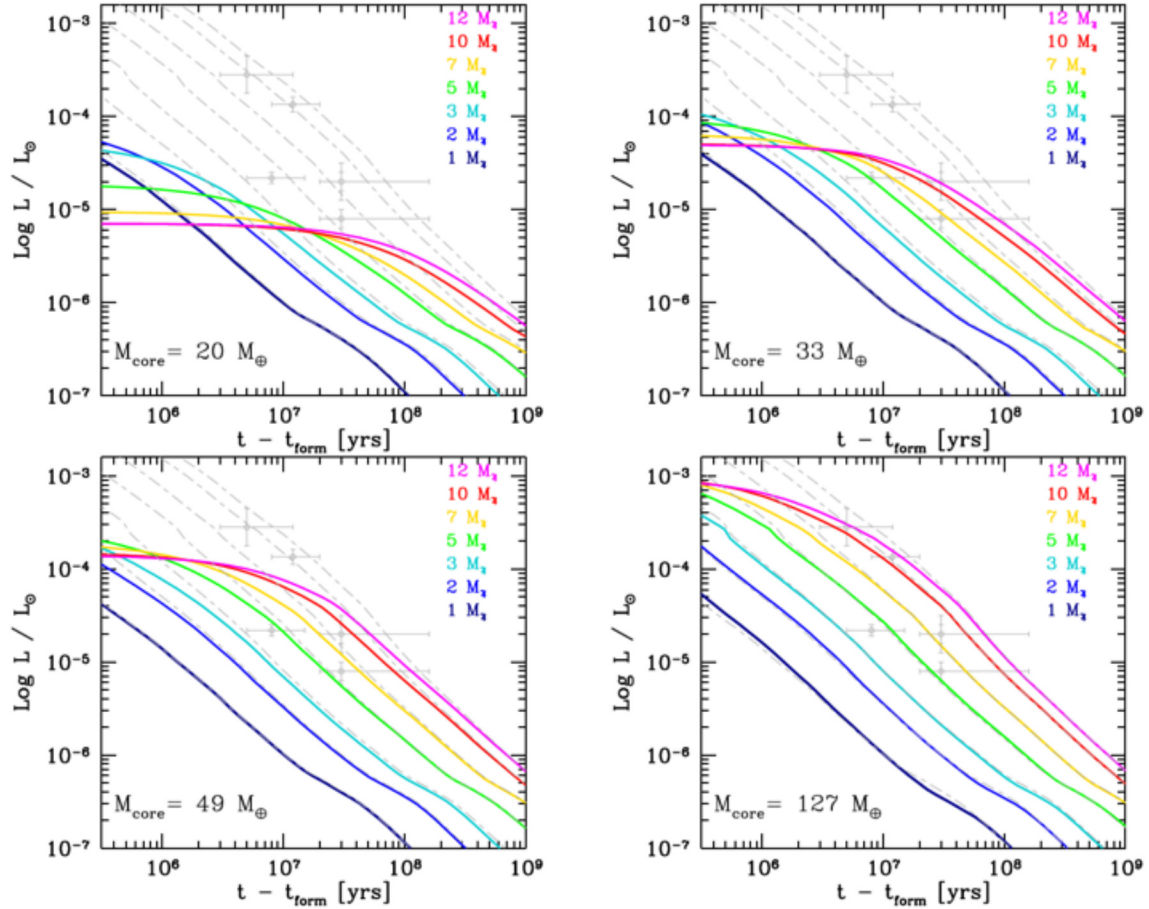


Fig. 1.10 Luminosité en fonction du temps en année après la formation de planètes ayant des masses totales de 1, 2, 3, 5, 7, 10, et 12 M_{Jup} et de masses de coeurs de 20, 33, 49 et 127 M_{\oplus} . Ici, les courbes colorées sont pour un modèle avec un départ froid alors que les courbes grises pointillées sont pour un départ chaud. Les points gris montrent les masses de certaines planètes en supposant un départ chaud (de haut en bas, 1RXS1609 b, Beta Pic b, 2M1207-39 b, HR8799c,d,e, HR8799 b). Figure tirée de Mordasini (2013)

Ces modèles dépendent de la composition chimique et du traitement de divers processus physiques tels que l'opacité des raies, l'ajustement entre la zone de convection et la zone radiative et la rotation. Ces modèles sont très utilisés pour obtenir un estimé de la masse d'un objet sous-stellaire observé. En effet, les observations photométriques permettent d'obtenir la luminosité de l'objet (en supposant que la distance soit connue) et la température effective peut être extraite des observations spectroscopiques. En combinant ces données observationnelles aux modèles, il est possible d'obtenir un estimé de la masse de l'objet.

Deux types de modèles d'évolution sont à distinguer selon les conditions initiales de la formation de l'objet. Marley et al. (2007) ont montré que la structure du choc d'accrétion par lequel le gaz est accrété sur la planète a des conséquences très importantes sur la luminosité de l'objet suite à la formation. En effet, suite à un choc supercritique qui va laisser s'échapper

toute l'énergie potentielle gravitationnelle, les planètes se formant par accrétion de coeur auront de faibles entropies et de faibles luminosités juste après la formation. Les modèles ayant ce type de départ sont dit à départ froid. Au contraire, les modèles dits à départ chaud ont des conditions initiales telles que l'objet possède beaucoup d'entropie, ce qui se produit si le choc d'accrétion est sous-critique, et donc n'irradie pas toute la luminosité suite au choc, ou si le gaz est incorporé dans la planète sans choc. À noter ici que les planètes se formant par le processus d'accrétion de coeur peuvent avoir une accrétion chaude, sans perte radiative par le choc. Ces planètes auront autant d'entropie que les planètes à départs chauds typiques. De plus, après la formation, le corps se refroidit et se contracte de sorte qu'après plusieurs millions d'années, il est possible qu'il ait perdu toute information pouvant rappeler sa condition initiale (Fortney et al., 2008). La figure 1.10 compare les résultats des modèles à départs chauds (courbes colorées) aux modèles à départs froids (courbes grises pointillées). La différence entre les modèles est particulièrement apparente pour les planètes géantes jeunes ayant des masses entre 5 et 12 M_{Jup} et des masses initiales de coeurs plus faibles. Ainsi, les modèles avec départ froid et une masse de coeur grande se différencient très peu des modèles à départs chauds.

1.3. Formation et évolution des objets sous-stellaires et des exoplanètes géantes

Comme discuté à la section précédente, les modes de formations des naines brunes et des exoplanètes géantes ont un impact sur leur évolution subséquente. Cette section a pour objet de discuter des processus de formation des exoplanètes de même que de leur évolution spatiale.

1.3.1. Formation des naines brunes et des exoplanètes géantes

Fragmentation turbulente des nuages moléculaires

Tout comme les étoiles, les naines brunes peuvent se former par la contraction directe d'un nuage moléculaire, si sa densité est très élevée (Padoan & Nordlund, 2004). Suite à un processus possiblement lié à la turbulence supersonique du milieu (Bertelli Motta et al., 2016), le nuage peut devenir instable et commence à s'effondrer lorsque la pression du gaz n'est plus suffisante pour contrebalancer la gravité. Ceci se produira si la masse du nuage, ou d'une parcelle du nuage, excède la masse de Jeans (Jeans James Hopwood & Darwin George Howard, 1902). Elle est définie comme

$$M_{\text{jeans}} = \frac{4\pi^{5/2}}{24} \frac{v_{\text{son}}}{(G^3 \rho)^2} \quad (1.3.1)$$

où v_{son} est la vitesse du son, G est la constante gravitationnelle et ρ est la densité du nuage. Ainsi, pour que le nuage s’effondre, sa masse doit être au moins égale à la masse de Jeans.

La masse des étoiles de faible masse et des naines brunes est nettement inférieure à $\sim 0.7 M_{\odot}$, qui est la masse de Jeans typique dans un nuage moléculaire (Meyer et al., 2000). La formation de naines brunes aura donc lieu dans une région où la densité est très élevée. La découverte de corps célestes avec des masses aussi basses que $1 M_{Jup}$ dans des zones de formation d’étoiles tendent à montrer que ce processus puisse mener à la formation d’objets dont la masse est inférieure à $13 M_{Jup}$. D’ailleurs, les simulations numériques de Bate (2009) ont montré que ce processus de formation peut produire des objets ayant des masses aussi basse de $\sim 4 M_{Jup}$.

Lors de l’effondrement hiérarchique du nuage moléculaire, il y a formation de fragments qui peuvent interagir entre eux pour former des systèmes binaires ou multiples. Des systèmes binaires dont au moins l’une des composantes est une naine brune peuvent se former de cette manière. Les simulations numériques de Bate (2009) ont produit plus de systèmes binaires stellaires que de systèmes binaires où le compagnon est une naine brune, montrant que la distribution en masses de compagnons est corrélée avec la masse du compagnons. De plus, ils ont montré que la séparation d’un système binaire dont l’une des composantes est une naine brune semble aussi être corrélée avec la masse de l’étoile primaire.

Accrétion de coeur

L’accrétion de coeur (Alibert et al., 2009; Inaba et al., 2003; Pollack et al., 1996) est un processus de formation permettant de créer, entre autres, des géantes gazeuses à des séparations de 5 à 30 UA (voir le panneau gauche de la figure 1.11). Cette région est située au-delà de la ligne de glace dans une zone où les matériaux solides sont abondants, puisque la température y est assez basse pour que des composés volatiles, comme l’eau, le méthane ou le CO, se condensent en grains solides. Il s’agit d’un processus qui se produit en deux étapes distinctes. D’abord, un coeur solide composé de glaces et de roches dont la masse se situe entre 5 et 20 masses terrestres est formé. C’est ainsi qu’une planète de type terrestre peut se former. Si ce coeur est formé avant que le gaz du disque ne se soit dissipé, alors il continuera à accréter lentement du gaz ainsi que des planétésimaux jusqu’à ce que la masse de l’enveloppe soit comparable à la masse du coeur. L’accrétion a par la suite lieu très rapidement jusqu’à ce que la protoplanète n’ait plus de matériel à accréter dans son environnement proche et qu’elle forme un sillon dans le disque, l’isolant ainsi du reste du disque, ou jusqu’à ce que le disque protoplanétaire se disperse. Les coeurs plus massifs se trouvent en général plus loin de l’étoile, car l’influence gravitationnelle plus faible de l’hôte favorise la croissance du coeur. Il faudrait compter entre 5 et 10 Ma pour qu’une planète géante se forme (Rice & Armitage, 2003), ce qui correspond aussi au temps que prend le disque pour se disperser (Haisch et al., 2001). Ainsi, si le gaz se dissipe avant que la formation par accrétion de coeur



Fig. 1.11 Le panneau gauche de cette figure présente le modèle de formation par accrétion de coeur. Le panneau droite décrit le processus de formation par instabilité du disque protoplanétaire. Crédit : NASA et A. Feild (STScI)

ne soit terminée, ce sera une géante de glace similaire à Neptune ou Uranus qui sera formée plutôt qu'une géante gazeuse.

L'accrétion rapide du gaz sur le coeur entraîne la formation d'un choc. Plusieurs hypothèses peuvent être considérées, menant à des propriétés très différentes de planètes formées. Si l'énergie est entièrement dissipée, cela correspondrait au scénario de formation par accrétion de coeur avec un départ froid. Ce processus peut produire des planètes à faibles entropies qui sont plus froides et qui ont un rayon légèrement plus petit. Cependant, il peut en être autrement. Par exemple, un choc sous-critique pourrait empêcher un refroidissement efficace (Bromley & Kenyon, 2011), alors qu'un coeur très massif pourrait fournir un réservoir de chaleur important (Mordasini, 2013), ce qui mène vers un départ chaud. Les luminosités des planètes géantes jeunes calculées avec des modèles à départ froid sont nettement plus faibles que celles calculées pour un même âge avec les modèles à départ chaud. Cependant, avec le temps, les luminosités des modèles avec les deux types de départs convergent. La masse de la planète β Pictoris b a récemment pu être évaluée indépendamment des modèles grâce à la méthode d'astrométrie, soit en étudiant le mouvement de l'étoile causé par la présence de la planète, en utilisant des données Hipparcos et Gaia (Snellen & Brown, 2018). La

masse obtenue de $11 \pm 2 M_{\text{Jup}}$ se compare bien à la masse prédite par les modèles de départs chauds (par exemple, Chilcote et al. (2017) ont estimé une masse de $12.9 \pm 0.2 M_{\text{Jup}}$). De la même manière, les contraintes dynamiques sur le système à quatre planètes de HR8799 permettent de mettre des contraintes assez fortes sur les masses des planètes de HR8799 (Wang et al., 2018b). Les limites supérieures de ces masses permettent à leur tour de mettre des contraintes sur les trajectoires de refroidissement et de montrer qu’un modèle à départ froid pur serait exclus, puisqu’il faudrait que les planètes soient plus massives que ce qui est possible dynamiquement. Cependant, des modèles à départ tiède ne sont pas exclus. En fait, presque toutes les planètes trouvées par la méthode d’imagerie directe sont trop brillantes pour avoir été formées avec un départ froid. Seule 51 Eri b (Macintosh et al., 2015) est assez froide pour avoir une masse planétaire ($12 M_{\text{Jup}}$) en suivant les modèles à départ froid.

Ce processus de formation explique bien la formation des planètes à petites séparations (< 2 UA) découvertes par la méthode de la vitesse radiale. Les planètes de masses 1–13 M_{Jup} formées par la méthode d’accrétion de coeur ont une distribution qui varie selon une loi puissance où l’exposant vaut environ -1.1 (Mordasini et al., 2009), ce qui s’accorde bien à ce qui a été observé (-1.31 , Cumming et al. 2008; -1.05 , Marcy et al. 2005). De plus, la corrélation entre la présence de planètes géantes et la métallicité de l’étoile hôte observée pour des étoiles de la séquence principale ($0.3-2 M_{\odot}$ et $1.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.5$) (Fischer & Valenti, 2005; Schlaufman, 2014) peut s’expliquer par l’accrétion de coeur. Ainsi, la métallicité du disque protoplanétaire augmente avec la métallicité de l’étoile. Si l’abondance de matériel pouvant servir à former des grains (glaces ou silicates) augmente, alors la densité de surface du disque augmente à une distance donnée. Ceci donne des coeurs plus massifs, facilitant ainsi la formation de planètes géantes.

La plupart des exoplanètes découvertes par imagerie directe ont des orbites dont le demi-grand axe est plus grand que 20 UA et peut atteindre quelques centaines d’unités astronomiques. Ceci pose un défi pour le modèle de formation d’exoplanètes par accrétion de coeur, qui serait à l’origine de la formation des planètes à plus petites séparations détectées par la méthode de vitesses radiales. Il est plus difficile de former des planètes géantes loin de l’étoile, puisque la densité de surface de matière solide y est beaucoup plus faible. Il est cependant possible que ces planètes aient été formées plus près de l’étoile et que, suite à des interactions dynamiques, elles aient été éjectées à grande distance (voir section 1.3.2). De plus, comme la durée du processus de formation pour une géante gazeuse est du même ordre de grandeur que la durée de vie du disque, il est plus difficile de former des géantes gazeuses avant que le disque se soit dissipé, particulièrement lorsqu’elles sont loin dans le disque.

Instabilité du disque protoplanétaire

Ce processus de formation propose que les planètes se forment par la fragmentation d’un disque protoplanétaire instable (Boss, 2011). Selon cette théorie, les disques protoplanétaires

massifs ($>0.1M_{\odot}$) peuvent se refroidir assez rapidement pour devenir instable gravitationnellement. L'introduction d'une perturbation dans le disque peut alors mener à une surdensité où la gravité l'emporte sur la pression et la rotation différentielle, résultant en l'effondrement d'un fragment et à la création d'une protoplanète (voir la figure 1.11, panneau de droite). Il s'agit d'un processus de formation très rapide (< 0.1 Ma) pouvant former des planètes jusqu'à des distances de quelques dizaines d'unités astronomiques. Il peut mener à la formation d'objets ayant des coeurs rocheux, mais il forme principalement des objet ayant des masses supérieures à $5 M_{\text{Jup}}$ ainsi qu'une large fraction de naines brunes et même quelques étoiles de faible masse (Forgan & Rice, 2013). Stamatellos & Whitworth (2009) ont montré, grâce à des simulations hydrodynamiques, que la distribution de masses de compagnons restant liés à l'étoile hôte après les interactions dynamiques est relativement plate sur l'intervalle de masses de naines brunes.

Ce processus peine cependant à expliquer la formation de planètes à grandes séparations (Nayakshin, 2017), qui sont à des séparations beaucoup plus larges que l'envergure du disque. Toutefois, Vigan et al. (2017) ont montré que, bien que le processus de formation d'instabilité du disque forme rarement des planètes géantes gazeuses à grande séparations, la distribution de masse prédite par cette théorie est beaucoup plus près de la distribution observée pour les planètes géantes gazeuses à grande séparations que ce qui est prédit par la théorie d'accrétion de coeur.

1.3.2. Évolution

La migration des planètes est un phénomène important à considérer lors de l'évolution de ces dernières, puisque le gaz du disque agit comme un milieu visqueux avec lequel la planète interagit et échange du moment cinétique. Il peut y avoir une migration à divers stades du processus de formation (Baruteau & Masset, 2013). D'abord, une planète peut interagir avec le disque de gaz tant que celui-ci ne s'est pas dissipé. Cette interaction peut apporter des variations potentiellement très importantes au niveau de la séparation et de l'excentricité. Si la planète est peu massive (de l'ordre d'une masse terrestre), l'interaction gravitationnelle entre la planète et le disque est assez faible. Ainsi, la planète va laisser des sillons dans le disque suite à son passage et elle va interagir avec ses ondes de densités (voir le panneau gauche de la figure 1.12). Ceci crée une perte de moment cinétique, ce qui entraîne une migration de la planète vers l'intérieur selon une migration de type I. Pour des planètes plus massive, le profil de la densité de surface du disque est modifiée par la présence de la planète. L'échange de moment cinétique repousse le gaz hors de l'orbite de la planète créant un sillon annulaire où la densité du gaz est plus faible que dans un disque de gaz sans planète (Goldreich & Tremaine, 1980). Lorsque la masse de la protoplanète est de plus de $10 M_{\oplus}$, le sillon ainsi formé sera vide de gaz et l'évolution radiale de la planète sera couplée à celle du disque. Un peu de gaz provenant du disque intérieur et extérieur pourra tout de même

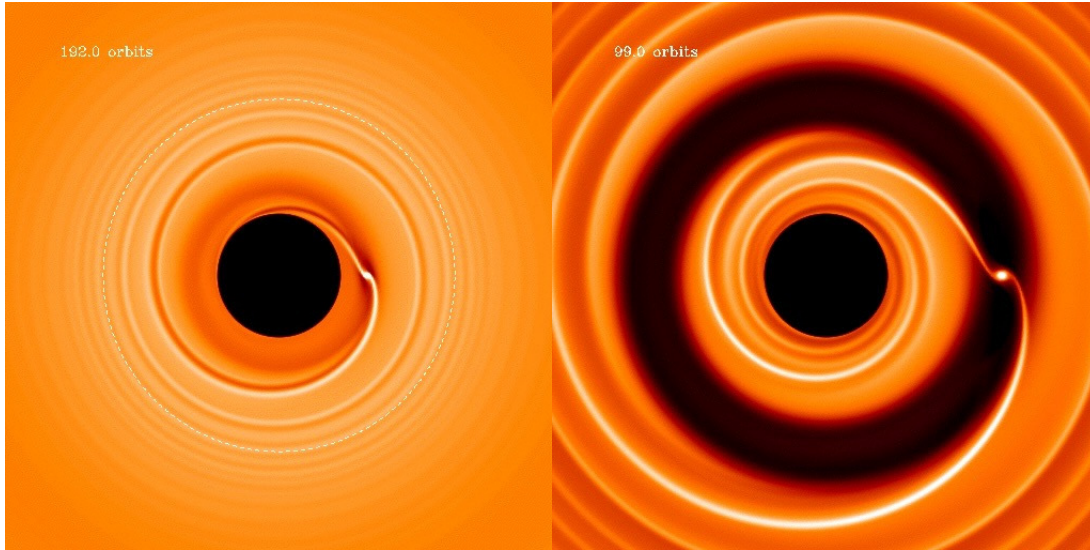


Fig. 1.12 La figure à gauche présente la migration de type I d'une planète de masse terrestre dans un disque protoplanétaire. La planète cause des ondes de densités (les sillons plus pâles), mais elle ne peut pas faire le vide autour d'elle. Cependant, si la planète est plus massive (par exemple, $15 M_{\oplus}$), elle va être en mesure de creuser un large sillon vide et elle sera emportée par la contraction du disque en une migration de type II. Crédit : Frédéric Masset (CEA)

être capturé par la planète si ce matériel passe dans la sphère de Hill de celle-ci. La planète va migrer lentement vers l'intérieur selon une migration de type II, à la suite du disque qui se contracte à cause de pertes d'énergies dues à des turbulences internes (Hasegawa & Ida, 2013). Si la planète est formée dans une région vers l'extérieur du disque, la migration pourrait l'entraîner vers l'extérieur. Dans le cas où au moins deux planètes massives sont formées ensemble, il est possible que les interactions entre elles puissent arrêter la migration, voire même entraîner une migration vers l'extérieur (Masset & Snellgrove, 2001).

Une migration est aussi possible après que le disque de gaz se soit dispersé. Dans ce cas, elle sera causée par l'effet d'un compagnon stellaire, ou naine brune, par le passage proche d'une autre étoile ou par des interactions gravitationnelles entre les planètes qui interagissent dynamiquement entre elles et avec les planétésimaux résiduels qui n'ont pas été utilisés lors de la formation de planètes. Ces interactions sont très complexes, car les planétésimaux, ayant des tailles de l'ordre du km, peuvent rebondir d'une planète à l'autre et même être éjectés du système. Ceci pourrait expliquer comment des planètes formées par accrétion de coeur pourraient être séparées par des distances de quelques dizaines d'unités astronomiques de leurs étoiles.

Dans le cas d'une migration vers l'extérieur du disque, il convient de se questionner sur la stabilité du système. En effet, il est possible que la planète soit éjectée du système, mais il est aussi possible qu'elle se stabilise sur une orbite très large. Veras et al. (2009) ont montré à l'aide de simulations que les instabilités dynamiques au sein d'une population de planètes

géantes formées très près de l'étoile hôte peuvent aussi produire une population de planètes géantes à des séparations entre 10^2 et 10^5 UA. En terme d'évolution temporelle, entre 10 à 100 Ma, le nombre de planètes sur des larges orbites diminuent, puisque le taux de planètes migrant vers l'extérieur est plus petit que le taux de planètes déjà à grandes séparations qui sont éjectées du système. À 100 Ma, moins de 2% des systèmes ont une planète avec un demi-grand axe de plus de 10^3 UA. Tout de même, les simulations ont permis de montrer qu'entre 10 à 50 Ma, il existe une population considérable (environ 5 à 12%) de planètes sur des orbites larges. Bien que la plupart de ces planètes seront éjectées du système, elles peuvent cependant rester sur des orbites larges pendant plusieurs dizaines de millions d'années. De plus, leurs modèles suggèrent qu'à des âges de 5 Ma et 500 Ma, 3.8% et 0.9%, respectivement, des systèmes planétaires dynamiquement actifs peuvent inclure plusieurs planètes géantes sur des orbites larges. De plus, respectivement 66% et 40% des systèmes incluant plusieurs planètes à grandes séparations avec des âges de moins de 10 Ma et 100 Ma deviendront instables à long terme. Ainsi, les systèmes contenant plusieurs planètes sur des orbites larges seront moins communs pour des étoiles hôtes plus vieilles.

1.4. Identification des objets jeunes

Il est particulièrement intéressant d'étudier les naines brunes et les exoplanètes lorsqu'elles sont jeunes. En effet, une planète géante gazeuse à une masse donnée sera plus lumineuse lorsqu'elle est jeune par rapport à sa jumelle plus âgée. Dans le cas d'exoplanètes géantes à très grandes séparations autour d'étoiles jeunes, la détection de signes de jeunesse de la planète permet de déterminer que la planète et l'étoile hôte ont le même âge. Comme le mouvement orbital n'est pas détectable pour des planètes à grande séparation, il s'agit d'une étape très importante permettant de confirmer que la planète est fort probablement liée gravitationnellement à son étoile, plutôt que d'avoir fortuitement un mouvement propre commun. Nous nous concentrerons ici sur les objets de type M ou plus tardif, puisqu'il s'agit du type de compagnons recherchés dans cette thèse, qui sont considérablement plus jeunes (entre 10 Ma et 200 Ma) qu'un objet typique du champ (2 à 8 Ga). Les différents indicateurs d'âge seront présentés puis suivis par une description des associations jeunes.

1.4.1. Indicateurs d'âge

Les objets très jeunes (entre 1 et 5 Ma) vont généralement montrer des signes d'accrétion, puisqu'ils sont encore en train de se former. Ceci peut être observé dans le domaine du visible en étudiant les raies de H_α ou le triplet de Ca III. En vieillissant, ces signatures sont remplacées par d'autres telles que la vitesse de rotation, la vitesse tangentielle, la présence du lithium, la gravité de surface et les couleurs photométriques. Ces caractéristiques seront discutées en détail dans cette section.

1.4.1.1. *Vitesse de rotation*

Pour une étoile complètement convective ($M < 0.35 M_{\odot}$ ou un type spectral plus tardif que M4), la vitesse de rotation diminue lors des quelques premiers millions d’années suite à des interactions entre le champ magnétique de l’étoile et le disque protoplanétaire (Sills et al., 2000). Par la suite, elle augmente alors que l’objet se contracte en vieillissant, par conservation du moment cinétique. La vitesse atteint alors un plateau vers 100 Ma, puis elle diminue ensuite par un phénomène de freinage par le vent stellaire qui est constitué de particules chargées emportant une partie du moment cinétique de l’étoile (Messina et al., 2011).

La vitesse de rotation peut donc être un bon indicateur de l’âge d’une étoile. Si la vitesse de rotation projetée ($v \sin i$, où i est l’inclinaison) est élevée, cela sera évident dans le spectre de la naine brune, via les raies d’absorption qui seront élargies par l’effet Doppler.

La vitesse de rotation des naines brunes augmente alors qu’elles se contractent, comme dans le cas des étoiles. Par la suite, la vitesse des naines brunes diminue, mais beaucoup moins rapidement que pour des étoiles. Ceci s’explique par le fait que le couplage entre le champ magnétique et l’atmosphère des naines brunes est beaucoup plus faible et donc le freinage par le vent stellaire est beaucoup moins efficace (Scholz, 2016). En effet, les naines brunes sont en général des rotateurs rapides (Zapatero Osorio et al., 2006) et elles continuent de tourner au même rythme pendant quelques milliards d’années avec un ralentissement négligeable. La vitesse de rotation n’est donc pas un diagnostic fiable d’âge pour les naines brunes.

1.4.1.2. *Vitesse tangentielle*

Les naines brunes jeunes peuvent être différenciées des naines du champ par la cinématique, puisque ces dernières ont généralement des vitesses tangentielles beaucoup plus grandes que les premières (Faherty et al., 2009). En effet, les naines brunes jeunes ont passé moins de temps dans le disque et ont donc subi moins d’interactions avec les étoiles proches et les nuages moléculaires. Ce sont ces interactions qui contribuent à augmenter la vitesse tangentielle des naines brunes (Weinberg et al. 1987; Dhital et al. 2010).

1.4.1.3. *Lithium*

Le lithium est présent à l’état de trace dans l’Univers et peut être vu dans le spectre visible de certains objets à 670.8 nm. Cependant, celui-ci est rapidement détruit dans l’intérieur des étoiles (sur des échelles de temps de moins de 150 millions d’années) alors qu’il est détruit plus lentement dans les naines brunes massives (sur des échelles de temps de quelques milliards d’années). Les naines brunes avec des masses moins élevées que 63–65 M_{Jup} ne brûlent jamais cet élément dans leur coeur, car la température centrale n’est pas assez élevée pour

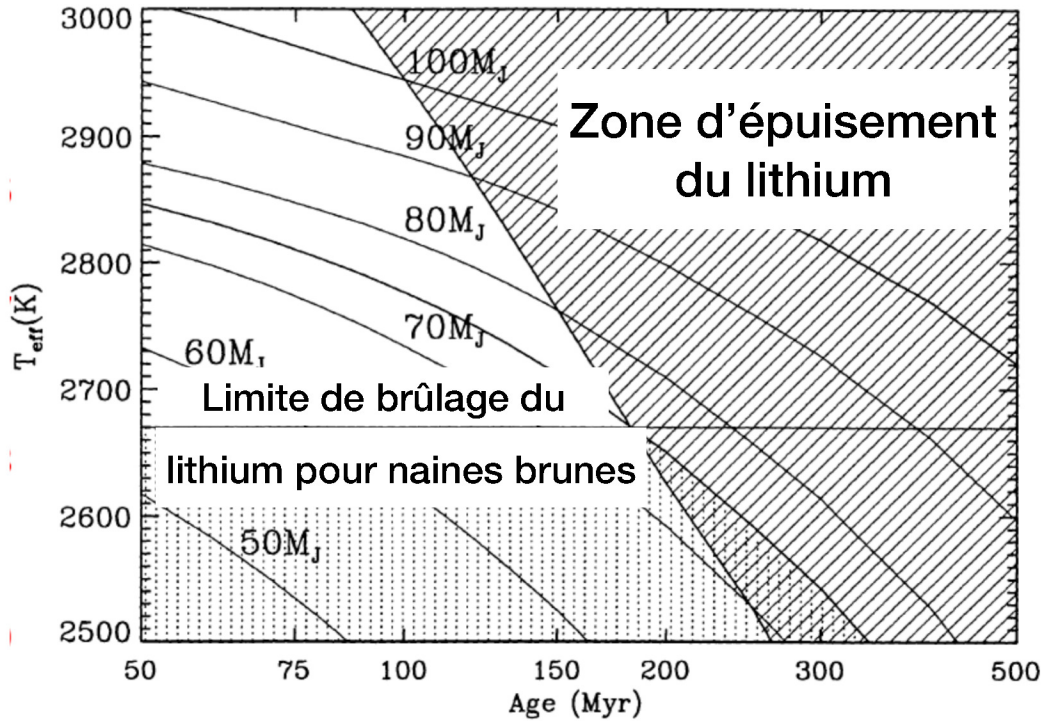


Fig. 1.13 Cette figure montre la zone d'épuisement du lithium pour des températures effectives correspondant à des objets ayant des masses entre 50 et 100 M_{Jup} en fonction de l'âge. Pour des objets ayant des masses supérieures à 60 M_{Jup} , la présence de lithium dans leurs atmosphères permet de mettre des contraintes sur leurs âges. Figure tirée de Basri (1998).

produire cette réaction de fusion (Chabrier et al., 2000). Pour les naines brunes plus massives et pour les étoiles, la présence de lithium permet de mettre une limite supérieure sur leur âge. La figure 1.13 montre la zone d'épuisement du lithium à une température effective et un âge donnée. Par exemple, les naines M tardives des Pléiades ont complètement conservé leur lithium, ce qui permet de contraindre leur âge à moins de 200 Ma (Rebolo et al., 1996). Dans le cas des naines L jeunes, la faible gravité affaiblit la raie du lithium à cause de la faible pression de l'atmosphère et rend le lithium beaucoup plus difficile à détecter que dans les naines L du champ (Kirkpatrick et al., 2008). Il ne devrait pas y avoir de lithium dans le spectre des naines L tardives, car il est attendu que le Li forme des molécules dans ce régime de température.

1.4.1.4. Gravité de surface

Un objet jeune a un rayon gonflé par rapport à un objet de même masse appartenant au champ (jusqu'à trois fois plus gros; Burrows et al. 2001) et il est plus chaud. Il aura donc une gravité de surface plus faible à une température donnée. La gravité de surface d'une naine brune va augmenter graduellement pendant environ 150 Ma, moment où le

gradient de pression dû aux électrons dégénérés et au gaz devient est en équilibre avec la force gravitationnelle.

À une gravité de surface faible, la pression dans la photosphère est plus basse, ce qui affecte certaines caractéristiques du spectre dans l'infrarouge proche. Ainsi, les bandes de FeH ainsi que les raies de Na I et de K I sont moins marquées dans les objets jeunes de faible gravité que dans les objets appartenant au champ. De plus, l'absorption de VO à $1.1 \mu\text{m}$ est plus forte dans les naines jeunes que les naines vieilles, car les nuages de VO sont plus épais dans les couches externes de l'atmosphère de ces premières. La bande H du spectre des naines brunes jeunes a la forme caractéristique d'un triangle très piqué à cause de la faible gravité, bien que la forme ne soit pas l'indicateur le plus fiable et ne donne qu'un indice de faible gravité. Cette forme est causée par la plus faible absorption induite par collision du H_2 , liée à la pression dans l'atmosphère, ainsi qu'à l'absorption du FeH plus faible à $\sim 1.6 \mu\text{m}$. En effet, dans les objets de faible gravité, l'opacité de l'eau domine sur l'opacité provenant de l'absorption par collision induite du H_2 . Pour des objets à plus forte gravité, cette dernière opacité devient plus efficace, ce qui aplatit les pics.

Certaines des caractéristiques liées à la faible gravité, comme la forte absorption du VO ou la faible absorption du FeH, peuvent être mesurées dans le spectre à faible résolution des étoiles de faibles masses et des naines brunes de types spectraux plus tardifs que M6 (voir figure 1.14). Des indices spectraux, pour lesquels on mesure le rapport du flux dans la raie et du flux dans le continu adjacent, sont utilisés pour classifier les spectres afin de déterminer la gravité des objets. Cruz et al. (2009) et Allers & Liu (2013) ont développé une méthode de classification spectrale de la gravité basée sur ces indices. Ainsi, un type spectral identifié par α correspond à un objet du champ, β (ou INT-G) à un objet de gravité moyenne, γ (ou VL-G) à un objet de faible gravité et enfin δ qui correspondrait à des gravités de surface encore plus faible et donc des âges de moins de quelques Ma (Kirkpatrick, 2005; Cruz et al., 2009).

1.4.1.5. *Couleur*

Le rayon des naines brunes jeunes étant gonflé par rapport à celui d'une naine brune vieille, on pourrait s'attendre à ce que l'objet jeune soit plus brillant et donc que sa magnitude absolue (sa magnitude pour un observateur situé à 10 pc de la source) soit plus petite. Or, des nuages, surtout principalement de grains Fe et de Mg-Si, commencent à se former dans l'atmosphère des naines brunes dès le type spectral L0 et ces nuages épais sont plus hauts dans l'atmosphère d'une naine brune jeune à cause de la plus faible pression atmosphérique. Ceci fait en sorte qu'une fraction du flux émis dans le proche infrarouge est redirigée à des longueurs d'onde plus grandes. Ainsi, pour un type spectral autour de L0, les naines brunes jeunes ont une magnitude absolue en J semblable à celle des naines brunes du champ et des magnitudes absolues plus élevées pour des types spectraux plus tardifs. Comme le montre

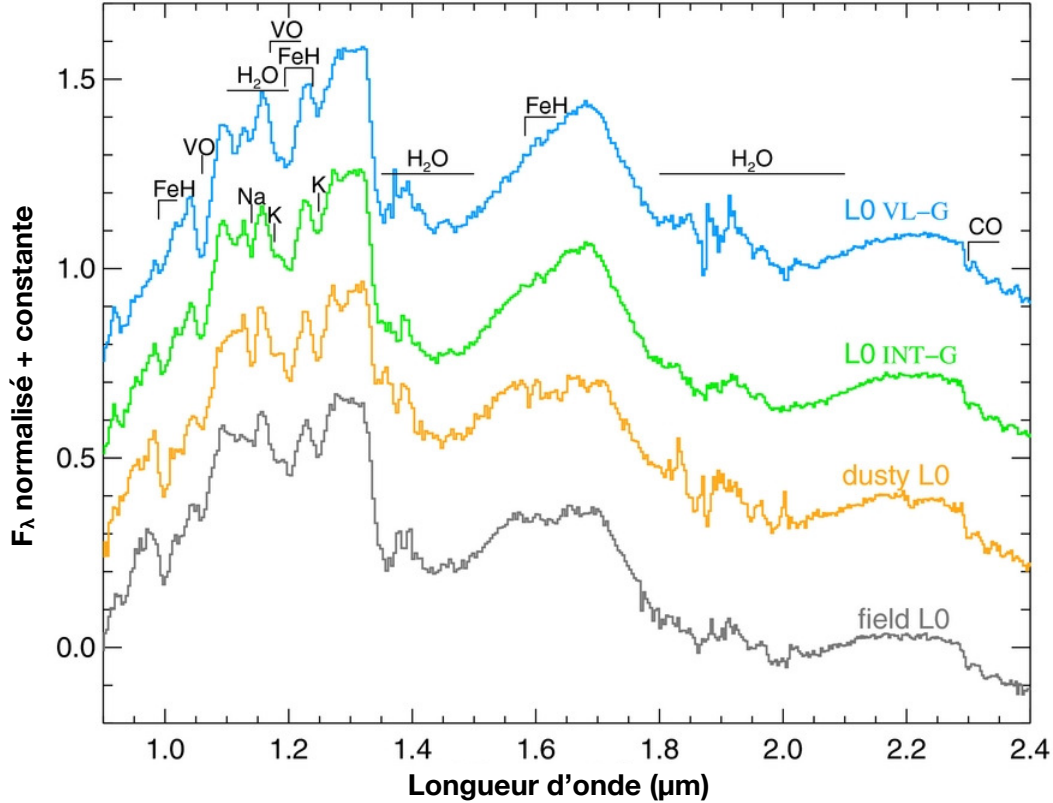


Fig. 1.14 Cette figure présente le spectre de quatre naines de type L0 afin de comparer des caractéristiques dépendantes de la gravité. Le spectre de l'objet du champ (en gris) est le standard L0 2M 0345+25. Le spectre de l'objet poussiéreux (en orange) est 2M 1331+34. Enfin, le spectre d'un objet de gravité intermédiaire (2M 1552+29, en vert) et celui d'un objet de faible gravité (2M 0141-46, en bleu) sont présentés. La bande H, autour de $1.6 \mu\text{m}$, est de moins en moins pointue alors que la gravité augmente. Figure modifiée tirée de Allers & Liu (2013).

la figure 1.15, les naines L jeunes sont aussi très rouges ($J - K_s > 2$). De plus, les spectres de ces objets montrent des raies de sodium et de potassium plus faibles que dans les objets du champ.

1.4.2. Associations cinématiques jeunes

Les associations cinématiques jeunes sont des groupes épars comprenant plus de quelques dizaines d'étoiles qui ne sont pas liées gravitationnellement mais qui ont une origine commune, s'étant formées dans le même nuage moléculaire, et qui se déplacent ensemble dans l'espace (Zuckerman & Song, 2004). Les membres de ces groupes sont caractérisés par des position galactique (XYZ), des vitesse spatiale (UVW), des distance et des mouvements propres similaires dans la Galaxie. La position galactique XYZ d'une étoile correspond à ses coordonnées dans un système cartésien où le Soleil est à l'origine et les axes sont alignés avec le référentiel UVW, tel que U, V et W pointent vers le centre de la Voie Lactée, dans le sens de sa rotation, et vers le pôle Nord galactique, respectivement. À cause de l'effet

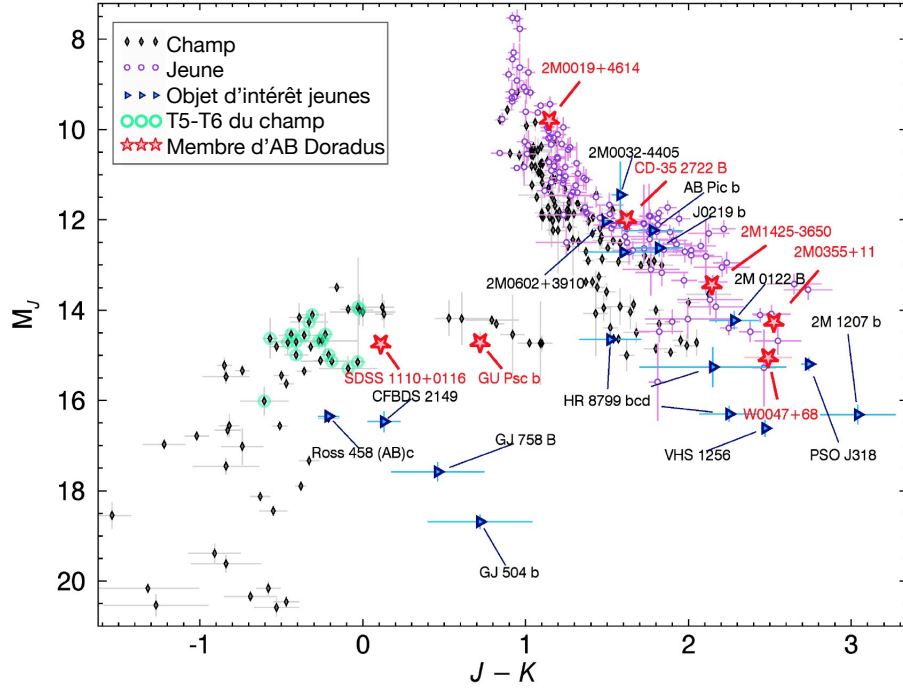


Fig. 1.15 Cette figure présente la magnitude absolue en J en fonction de la couleur $J-K$. On voit que les naines jeunes sont plus rouges que les naines du champ et que leurs magnitudes absolues sont plus élevées. Figure modifiée tirée de Gagné et al. (2015a)

Table 1. II. Associations cinématiques jeunes à l'intérieur de 100 pc

Name	Distance (pc)	Âge (MAa)	Membres confirmés	Ref.
AB Doradus	30^{+20}_{-10}	149^{+51}_{-19}	48	1,2
β Pictoris	30^{+20}_{-10}	24 ± 3	42	2,3
Argus	8-68	30-50	10	4,5
Carina	60 ± 20	45^{+11}_{-7}	7	2,5
Carina Near	30 ± 20	~ 200	13	6
Coma Berenices	30 ± 20	562^{+98}_{-84}	40	7,8
Columba	50 ± 20	42^{+6}_{-4}	23	2,5
η Chamaeleontis	95 ± 1	11 ± 3	16	2,9
Hyades	42 ± 7	750 ± 100	177	10,11
Tucana-Horologium	46^{+8}_{-4}	45 ± 3	39	2,12,13
32 Orionis	96 ± 2	22^{+4}_{-3}	35	2,14,15,16
TW Hydrae	60 ± 10	10 ± 3	23	2,17,18
Coeur de l'amas Ursa Major	$25.4^{+0.8}_{-0.7}$	414 ± 23	9	19,20

¹**Références** – (1) Zuckerman et al. (2004) (2) Bell et al. (2016) (3) Zuckerman et al. (2001a) (4) Makarov & Urban (2000) (5) Torres et al. (2008) (6) Zuckerman et al. (2006) (7) Casewell et al. (2006) (8) Silaj & Landstreet (2014) (9) Mamajek et al. (1999) (10) Perryman et al. (1998) (11) Brandt & Huang (2015) (12) Torres et al. (2000) (13) Zuckerman et al. (2001b) (14) Mamajek (2007) (15) Shvonski et al. (2010) (16) Bell et al. (2017) (17) de la Reza et al. (1989) (18) Kastner et al. (1997) (19) Eggen (1992) (20) Jones (2015)

de projection, les membres d'un groupe montrent sur la sphère céleste un mouvement organisé dans l'espace vers un point commun nommé apex (Montes et al., 2001), ce qui peut

être utilisé pour faire la différence entre une étoile membre d’une association jeune et une étoile du champ. Aussi, à cause de leur proximité, les étoiles des certaines associations apparaissent, à un observateur sur Terre, partout dans le ciel. Les membres d’une association jeune sont identifiés par des signes de jeunesse et ils doivent aussi avoir une cinématique en accord avec celle de l’association avant de pouvoir confirmer leur appartenance à celle-ci. Les associations jeunes ont des âges bien contraints grâce à la présence de plusieurs membres, faisant d’elles des cibles idéales pour la recherche de compagnons naines brunes ou exoplanètes avec la méthode d’imagerie directe. Les groupes bien connus jusqu’à maintenant sont éparpillés jusqu’à des distances d’environ 200 pc du Soleil et ont des âges allant typiquement de quelques millions d’années (Rho Ophiuchus [0.5-2 Ma], Wilking et al. 2008; Taurus [1-2 Ma], Daemgen et al. 2015) à quelques centaines de millions d’années (Hyades, Brandt & Huang, 2015). Le tableau 1. II présente la distance moyenne, l’âge et le nombre de membres connus et confirmés pour plusieurs associations situées à l’intérieur 100 pc du Soleil.

L’identification des associations cinématiques jeunes a d’abord été possible avec l’avènement du catalogue HIPPARCOS (ESA, 1997) qui a recensé la parallaxe de plus de 120 000 étoiles. Ces étoiles sont en général plutôt brillantes avec des types spectraux souvent plus précoces que K0. La recherche de membres moins massifs au sein des associations jeunes s’est développée au cours des dernières années avec l’apparition des catalogues 2MASS (Cutri et al., 2003) et WISE (Cutri & et al., 2012). Ces catalogues ne donnent pas la parallaxe ou la vitesse radiale, ce qui rend l’identification de membres de faibles masses difficile. En effet, une recherche basée uniquement sur des mouvements propres similaires introduit beaucoup de contaminants du champ et ne permet pas de distinguer entre certains groupes (Columba, β -Pictoris et TW Hydrae ont des mouvements propres semblables pour un observateur sur la Terre). Malo et al. (2013) ont construit un outil statistique basé sur l’inférence bayésienne nommé BANYAN permettant d’identifier des nouveaux membres de faibles masses (K5 à M5) d’associations jeunes. Cet outil prend avantage du mouvement propre, de la position dans le ciel et de la photométrie en J et I_c , connaissant les couleurs des objets de faibles masses aux âges des associations jeunes. L’outil retourne les probabilités qu’un objet appartienne à un groupe ou au champ, ainsi qu’une distance et une vitesse radiale statistiques. Basés sur BANYAN, BANYAN II (Gagné et al., 2014) et BANYAN Σ (Gagné et al., 2018b) ont été créés afin de trouver plus spécifiquement des membres avec un type spectral plus tardif que M5 parmi un plus grand nombre d’associations jeunes (BANYAN Σ en compte 27). Plus récemment, la publication des données du télescope spatial Gaia a créé un renouvellement dans l’intérêt de trouver des associations non identifiées jusqu’ici (Oh et al., 2017; Faherty et al., 2018). En général, l’identification de nouveaux membres passent par l’identification de candidats ayant des valeurs de XYZ et UVW cohérentes avec celles d’un groupe donné. Leur statut est confirmé lorsque des mesures de la parallaxe et de la vitesse radiale ont été obtenues et que des signatures de jeunesse sont observées dans le spectre des candidats.

Confirmer plus de membres de faibles masses peut contraindre la fonction de masse initiale de ces groupes du côté moins massif. De plus, trouver des naines brunes isolées dans de telles associations permet de les étudier en détail pour comparer leurs caractéristiques avec celles des exoplanètes géantes imagées ayant des températures similaires.

1.5. État des connaissances

Les compagnons naines brunes jeunes et les exoplanètes géantes peuvent être identifiées, comme on l'a vu, avec les mêmes méthodes de détection. Cette section vise à comparer les deux populations au niveau statistique de même qu'à montrer les différences et les ressemblances entre les naines brunes et les géantes gazeuses.

1.5.1. Résultats statistiques

La plupart des exoplanètes connues à ce jour ont été découvertes par la méthode de vitesse radiale ou de transit, produisant un échantillon de planètes connues biaisé vers les planètes orbitant près de leur étoile. Le grand nombre de découvertes a permis de commencer à contraindre la fréquence de planètes par étoile. Ainsi, en utilisant un échantillon de planètes ayant été trouvées par la méthode des vitesses radiales, [Cumming et al. \(2008\)](#) ont estimé que 10.5% des étoiles de type solaire ont un compagnon ayant une masse entre 0.3–10 M_{Jup} et un demi-grand axe de moins de 3 AU. De plus, selon les résultats obtenus avec la méthode de vitesses radiales, les étoiles plus massives sont possiblement plus favorables à posséder des planètes géantes comparativement aux étoiles de faibles masses. Ainsi, [Johnson et al. \(2010\)](#) ont montré que les planètes de 1 à 10 M_{Jup} découvertes par vitesses radiales sont assez rares autour des naines M à des séparations plus petites que 2 UA ($2.5\% \pm 0.9\%$), alors qu'elles sont plus fréquentes autour des étoiles de type A ($11\% \pm 2\%$). La méthode de vitesses radiales a aussi permis de découvrir les Jupiter chaudes, des planètes qui ressemblent beaucoup à Jupiter, mais qui sont très près leurs étoiles hôtes. Elles ont donc des températures très élevées. La plupart de ces planètes de type Jupiter chaudes orbitent autour des étoiles ayant une forte métallicité, ce qui est prédit dans la formation par accrétion de coeur. Comme le disque protoplanétaire est riche en métaux, il est facile de former assez rapidement des coeurs rocheux. La densité de la planète peut être estimée lorsque les résultats provenant de la méthode de vitesses radiales et du transit sont combinés. [Deleuil et al. \(2008\)](#) ont montré que les objets de type Jupiter chauds peuvent avoir un coeur rocheux, puisque ceux-ci ont une masse assez élevée pour être une géante gazeuse mais une densité plus forte que ce qui est attendu. Ceci renforce aussi l'hypothèse de la formation par accrétion de coeur.

La fréquence de planètes est peu connue aux séparations entre 2 et 10 UA, un intervalle de distance trop loin pour les méthodes de vitesses radiales et de transit, mais encore trop près pour la technique d'imagerie directe. C'est la méthode de micro-lentille gravitationnelle qui

permet de sonder un large éventail de masses dans cette région. Cependant, cette technique ne contraint pas bien la masse et la métallicité de l'étoile hôte. Cassan et al. (2012) ont mesuré une fréquence de 17_{-9}^{+6} % et 52_{-29}^{+22} % respectivement pour des planètes de masses $0.3-1 M_{\text{Jup}}$ et 10 à 30 M_{\oplus} entre 0.5 et 10 UA. La méthode de micro-lentille gravitationnelle peut aussi sonder de larges séparations. Ainsi, Sumi et al. (2011) ont estimé une présence de $1.8_{0.8}^{+1.7}$ objets ayant une masse de Jupiter par étoile. Les observations ici ne permettent pas de déterminer si l'objet est lié ou non à une étoile, puisque celle-ci n'était pas détectée lors des observations. En utilisant la limite supérieure de planètes de type Jupiter telle qu'estimée par Lafrenière et al. (2007b), ils évaluent que moins de 0.4 des 1.8 objets par étoile est en effet liée à son étoile. Ces résultats ont cependant été réfuté par une autre équipe en 2017 qui ont analysé les mêmes données et ont estimé une limite supérieure de 25% pour le même type de planète (Mróz et al., 2017).

En combinant la méthode de vitesses radiales à grandes périodes et l'imagerie avec optique adaptative, Montet et al. (2014) ont trouvé que la fréquence de planètes de 1 à 13 M_{Jup} à des séparations plus petites que de 20 UA autour des naines M du champ est de 6.5 ± 3 %. Pour aller à des séparations plus grandes, l'imagerie directe est une méthode idéale, car elle permet de sonder les couches extérieures des systèmes planétaires. Plus de 1000 étoiles ont été observées avec de l'imagerie à haut contraste, souvent avec des sensibilités pouvant détecter des objets moins massifs que les planètes de HR8799 quoique à des séparations plus grandes que 30 UA. Peu de planètes de 1 à 5 M_{Jup} ont été identifiées par imagerie directe, la plupart des compagnons imagés ayant des masses près de la masse limite pour la fusion du deutérium. De plus, la plupart des étoiles hôtes de planètes massives imagées sont des étoiles massives, alors peu de compagnons avec une masse $< 10 M_{\text{Jup}}$ ont été imagés autour d'une étoile de faible masse (2MJ1207-39 b, ROXs 42B b et 2M 044144 b), même si de nombreuses études ont cherché à en découvrir plus (e.g., Bowler et al., 2015; Lannier et al., 2016). Ceci semble indiquer une tendance entre la masse de l'étoile hôte et la fréquence de planètes, tout comme dans le cas des planètes trouvées par la méthode de la vitesse radiale.

Plusieurs recherches utilisant la technique d'imagerie directe ont été effectuées dans la dernière décennie. Certaines études ont visé uniquement des étoiles de faibles masses (Bowler et al., 2015; Lannier et al., 2016; Naud et al., 2017) alors que d'autres ont étudié seulement des étoiles plus massives (Vigan et al., 2012; Nielsen et al., 2013; Rameau et al., 2013b) ou bien des étoiles de tous types spectraux (Lafrenière et al., 2007b; Heinze et al., 2010a; Biller et al., 2013; Chauvin et al., 2015). En général, la fraction d'étoiles ayant un compagnon de masse $0.5-13 M_{\text{Jup}}$ à 5-1000 UA est de moins de 10% (voir le tableau 1. III). Bowler (2016) a fait une méta-analyse utilisant les données des études les plus complètes (Lafrenière et al., 2007b; Janson et al., 2011; Vigan et al., 2012; Biller et al., 2013; Janson et al., 2013; Nielsen et al., 2013; Wahhaj et al., 2013; Brandt et al., 2014; Bowler et al., 2015) et il a obtenu ainsi un taux d'occurrence de $2.8_{-2.3}^{+3.7}$ %, < 4.1 %, et < 3.9 % pour des planètes avec départs chauds

Tab. 1. III Fréquences de planètes géantes imagées obtenues par différentes équipes

Référence	Nbre d'étoiles	Type d'étoiles	f (%)	Séparation (AU)	Masse (M_{Jup})
Larges orbites					
Lafrenière et al. (2007b)	85	Tous	<28 <13 <9.3	10–24 25–50 50–250	0.5–13
Heinze et al. (2010b)	54	FGK	< 50 < 25 < 15	30–94 25–100 15–100	5–13 7–13 10–13
Janson et al. (2011)	18	BA	< 85	<100	< 300
Vigan et al. (2012)	42	A	$8.7_{-6}^{+19.6}$	5–320	3–14
Biller et al. (2013)	80	Tous	< 6 < 7	10–150 10–50	1–20
Nielsen et al. (2013)	70	B-A	< 20	59–460	4–13
Rameau et al. (2013b)	59	A-F	$16.1_{-11.2}^{+26.3}$	1–1000	1–13
Wahhaj et al. (2013)	57	Disque de débris	< 24 < 24	> 8 > 63	9–13 4–13
Lafrenière et al. (2014)	91	Tous	$4.0_{-1.2}^{+3.0}$ < 1.8	250–1000 50–250	5–40 5–40
Bowler et al. (2015)	122	M	< 10.3	10–100	1–13
Chauvin et al. (2015)	86	FGK	< 15	100–500	5–13
	86	FGK	< 10	50–500	10–13
Brandt et al. (2014)	248	Tous	1.0 – 3.1	10–100	5–70
Bowler (2016)	384	BA FGK M	$2.8_{-2.3}^{+3.7}$ < 4.1 < 3.9	30–300	5–13
Durkan et al. (2016)	73	Tous	< 9	100–1000	0.5–34
Galicher et al. (2016)	292	M	$1.05_{-0.70}^{+2.80}$	20–300	0.5–14
Lannier et al. (2016)	58	M	$2.3_{-0.7}^{+2.9}$	8–400	2–14
Meshkat et al. (2017)	277	Disque de débris	$6.27_{-2.59}^{+3.49}$	10–100	5–20
Stone et al. (2018)	98	Tous	~25	5–100	4–14
Très larges orbites					
Naud et al. (2017)	95	K5-L5	$0.84_{-0.66}^{+6.73}$	500–5000	5–13
Baron et al. (2018)	177	Tous	<3	1000–5000	1–13

de masse 5-13 M_{Jup} à des séparations entre 30 et 300 AU autour d'étoiles de types BA, FGK et M, respectivement. Notons ici que cette analyse ne détecte pas de relation avec la masse de l'étoile et la fréquence de planètes par étoile.

En plus de s'intéresser à la fréquence de planètes par étoile, il convient de s'intéresser à la distribution de planètes (dn). Les premières tentatives visant à contraindre la distribution ont été réalisées en utilisant les résultats obtenus par la méthode de vitesse radiale. Cette méthode permet de déterminer les masses et les séparations des planètes. Ce sont donc

ces deux paramètres qui ont été utilisés pour tenter de contraindre dn . La première tentative visant à contraindre la distribution orbitale et la distribution en masse de planètes de type Jupiter a été réalisé par [Tabachnik & Tremaine \(2002\)](#). Ils ont utilisé les caractéristiques de 72 planètes découvertes à l’aide de la méthode de vitesse radiale ainsi qu’une distribution du type $d^2n = CM^{-\alpha}P^{-\beta}(dM/M)dP/P$ où M est la masse de la planète, P sa période orbitale et C et une constante d’intégration, pour déduire que $\alpha = 0.11 \pm 0.10$ et $\beta = -0.27 \pm 0.06$ si $M \lesssim 10 M_{\text{Jup}}$. Cette idée a ensuite été reprise par [Cumming et al. \(2008\)](#). En utilisant un échantillon de planètes trouvées par la méthode de vitesse radiale ayant des masses de plus de $0.3 M_{\text{Jup}}$ et des périodes de moins de 2000 jours et en supposant que $d^2n = CM^{\alpha}P^{\beta}d \ln M d \ln P$, ils ont obtenu des contraintes telles que $\alpha = -0.31 \pm 0.2$ et $\beta = 0.26 \pm 0.1$. Ceci signifie qu’il y a plus de planètes ayant de petites masses à des petites séparations. De la même façon, [Howard et al. \(2010\)](#) ont montré que la distribution de planètes diminue avec la masse, tel que $dn = 0.39M^{-0.48}d \ln M$ et [Dong & Zhu \(2013\)](#), en étudiant des planètes trouvées par la méthode du transit avec des périodes de moins de 250 jours, ont estimé que la distribution orbitale est proportionnelle à $P^{0.7 \pm 0.1}$ pour des planètes de la taille de Neptune. La distribution estimée par [Cumming et al. \(2008\)](#) est toujours très utilisée aujourd’hui. En particulier, elle est utile pour évaluer le nombre de découvertes attendues lors de l’élaboration de projet d’envergure de recherche de planètes, et ce même pour des projets utilisant des méthodes de détection autre que les vitesses radiales. Notons cependant qu’elle est valide à des séparations très petites ($< 3\text{AU}$) et qu’il est possible qu’elle ne puisse pas être appliquée à des populations de planètes se trouvant plus loin de leurs étoiles. [Heinze et al. \(2010a\)](#) ont repris la distribution de [Cumming et al. \(2008\)](#) et l’ont réécrit en terme du demi-grand axe au lieu de la période ($d^2n = CM^{\alpha}(a)^{\beta}dMda$) et ils ont montré avec des résultats d’une recherche de planètes géantes ($1-20 M_{\text{Jup}}$) par imagerie directe qu’une telle distribution, avec $\alpha = -1.31$ et $\beta = -0.61$, peut être rejetée pour des séparations de séparations de 110 AU et plus, à un niveau de crédibilité de 90%.

La distribution de masse des compagnons naines brunes a aussi été étudiée par plusieurs équipes. [Metchev & Hillenbrand \(2009\)](#) ont publié les résultats d’une recherche de compagnons stellaires et sous-stellaires pour contraindre la distribution en masse en loi de puissance à un exposant $\beta \approx -0.4$ pour des masses entre $13 M_{\text{Jup}}$ et $1 M_{\odot}$ à des séparations 28–159 UA. [Duchêne & Kraus \(2013\)](#) ont montré que la distribution de masse pour des compagnons stellaires est près d’une distribution plate ($-0.5 < \alpha < 0.5$) pour des étoiles de plus de $0.3 M_{\odot}$ et des compagnons plus massifs que $\sim 30 M_{\text{Jup}}$. [Brandt et al. \(2014\)](#) ont pour leur part utilisé une compilation de relevés en imagerie directe afin de contraindre la distribution en masse et séparation orbitale. Ils ont obtenu $\alpha = -0.65 \pm 0.60$ et $\beta = -0.85 \pm 0.39$ pour des compagnons ayant des masses de $5 - 70 M_{\text{Jup}}$ et de demi-grand axe de 10-100 UA, à un niveau de crédibilité de 68%. Ils suggèrent que cette distribution est cohérente avec la

distribution des compagnons naines brunes et donc que plusieurs des exoplanètes découvertes par la technique d'imagerie directe forment la queue de la distribution des naines brunes.

Raghavan et al. (2010) se sont intéressés aux compagnons stellaires et naines brunes des étoiles de type solaire et ont montré que la distribution en séparation orbitale peut être représentée par une loi log-normale qui pique à 30–50 UA. Cette distribution a été reprise par Reggiani et al. (2016), qui ont suggéré que les résultats des études utilisant la méthode d'imagerie directe sont cohérents avec une distribution qui consiste en une superposition de la distribution trouvée par la méthode des vitesses radiale et de la distribution en log-normal des compagnons naines brunes (jusqu'à des masses de $5 M_{\text{Jup}}$), pour des séparations de plus de 100 UA.

1.5.2. Comparaison entre les planètes et les naines brunes

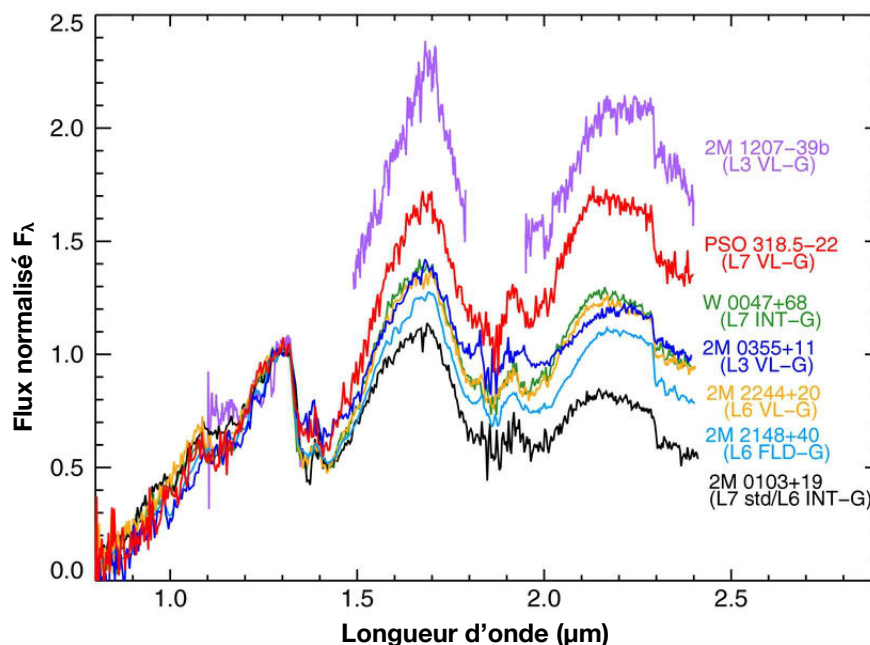


Fig. 1.16 Cette figure compare le spectre de PSO J318.5-22, une L7 jeune, à ceux de la planète 2M1207-39, des naines brunes très rouges 2MASS J0355+11 et WISE J0047+68 (Gizis et al., 2012), de la naine L6 à très faible gravité 2MASS J2244+20, de la naine poussiéreuse 2MASS J2148+40 appartenant au champ et d'une naine L7 standard (2MASS J0103+19). Cette figure est tirée de Liu et al. (2013)

Les découvertes d'exoplanètes de type géantes gazeuses par la méthode d'imagerie directe ont permis de voir que le spectre de ces objets diffère considérablement de celui des naines L et T appartenant au champ. Les modèles prédisent que les géantes gazeuses jeunes (entre 10 et 300 Ma) ont des atmosphères froides qui montrent de fortes bandes d'absorption du méthane, comme les naines T du champ (Burrows et al., 2003). Cependant, les planètes autour de HR8799 de même que 2MASS J1207-39b ont des couleurs beaucoup plus rouges

que les objets du champ et leurs spectres ne montrent pas ou peu d’absorption de méthane (Barman et al., 2011, 2015; Wang et al., 2018a). Ces propriétés particulières peuvent provenir de conditions atmosphériques extrêmes liées à l’âge (10-30 Ma) et à la faible gravité, ce qui amène une augmentation du brassage vertical, un déséquilibre chimique et des nuages inhabituellement denses et/ou hauts dans l’atmosphère. Elles pourraient aussi être dues au fait que l’atmosphère des planètes sont enrichis de certains éléments, comme par exemple les planètes de HR8799 sont enrichies en oxygène par rapport à l’étoile hôte (Lavie et al., 2017). À faible gravité et donc à pression plus basse dans la photosphère à une température donnée, l’absorption par collision induite du H₂ est réduite, ce qui mène à une réduction de la forte absorption à 2.5 μm et à une couleur $J-K$ plus rouge. Le spectre de la planète orbitant 51 Eri, quant à lui, montre une forte absorption de méthane et de vapeur d’eau et il ressemble à celui d’une naine T4 à T6 appartement au champ. Comme la planète est à 13 UA de son étoile, les techniques d’imagerie à haut contraste sont nécessaires afin de pouvoir l’observer. Les signatures de jeunesse sont très difficile à identifier dans le spectre, puisque ce dernier est trop bruité et qu’il n’est pas possible présentement d’en obtenir un spectre à haute résolution. Rajan et al. (2017) ont utilisé des spectres dans les bandes J (1.13–1.35 μm), H (1.50–1.80 μm), $K1$ (1.90–2.19 μm) et $K2$ (2.10–2.40 μm) pour déterminer que l’atmosphère de la planète n’est ni complètement claire ni complètement couverte et doit être composée de nuages épars. Avec l’avènement du télescope spatial James Webb, il sera possible d’obtenir un spectre entre 3 à 5 μm avec NIRC*am* qui pourra contraindre l’atmosphère de la planète.

La température effective de deux des compagnons de masse planétaire ayant été imagés, 2M1207-39 b (~ 10 Ma) et HR8799 b (~ 30 Ma), est respectivement de 1100 K et 1600 K, un intervalle de température correspondant aux naines de type $\sim\text{L5}$ jusqu’aux naines T précoces. Des études détaillées de leurs couleurs dans l’infrarouge proche montrent que les deux planètes sont entre une à deux magnitudes sous-lumineuses dans un diagramme couleur-magnitude par rapport à des naines brunes de même types spectraux appartenant au champ, qu’elles ont des couleurs très rouges dans le proche infrarouge et que la bande H de leur spectre est très piquée. Ainsi, ces exoplanètes partagent plusieurs caractéristiques avec les naines brunes jeunes de faible gravité. En effet, ces dernières montrent aussi des couleurs très rouges et ont des spectres qui diffèrent des naines L du champ. Les naines jeunes de type L suivent une séquence dans un diagramme couleur magnitude qui semble être complétée par les planètes géantes les plus rouges (voir la figure 1.15). Ces deux populations poussent la transition L à T à des températures plus froides et à des couleurs plus rouges (Faherty et al., 2016). Aussi, la plupart des naines L n’ont pas des couleurs aussi rouges que les exoplanètes jeunes et seul le planémo PSO J318.5338-22.8603 a des magnitudes absolues aussi faibles dans l’infrarouge proche (Liu et al., 2013). Il est aussi à noter que des objets ayant le même âge et la même température effective, et donc le même type spectral, peuvent avoir des signatures de jeunesse différentes. Ainsi, les spectres de PSO J318.5338-22.8603

et de 2MASS J1207-39b sont assez différents, même s'ils ont des couleurs et magnitudes absolues similaires (voir figure 1.16).

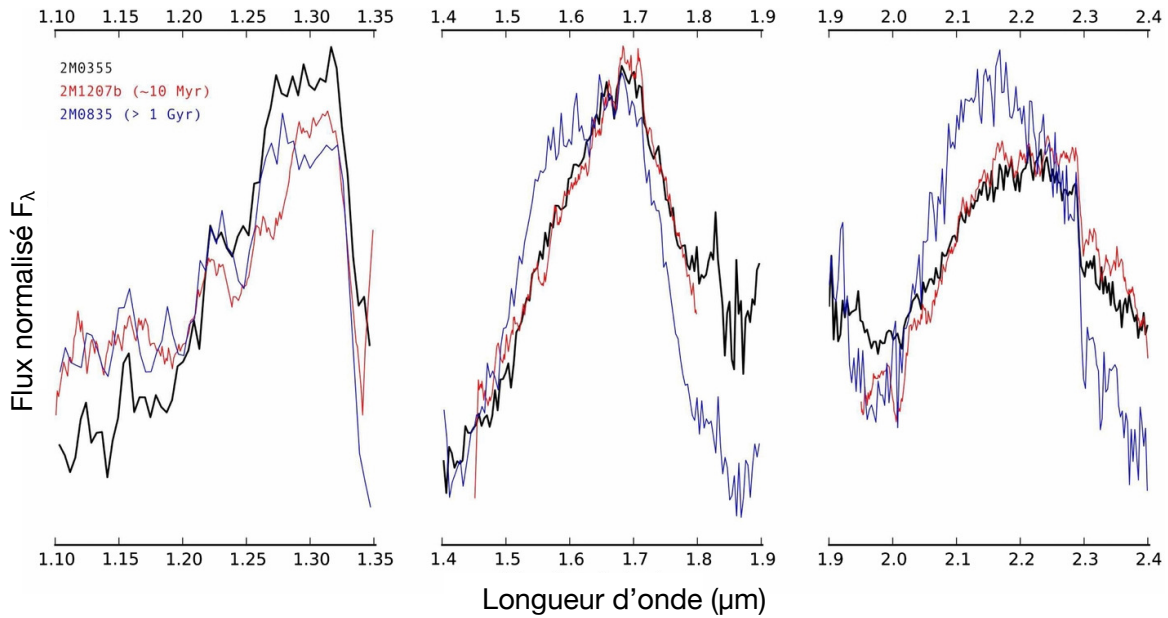


Fig. 1.17 Cette figure présente le spectre des bandes J , H et K pour 2MASS J035523.37+113343.7, une L5 γ , 2M1207-39b, une exoplanète de 10 Ma de type L, et 2M0835, une L5 standard. La bande H est particulièrement piquée pour la naine brune jeune et pour la planète, les différenciant nettement de la naine brune appartenant au champ. Figure tirée de Faherty et al. (2013)

La figure 1.17 présente le spectre dans l'infrarouge proche de 2M0355, une naine L5 γ (une L5 de très faible gravité), de la planète 2M1207-39 b et d'une L5 appartenant au champ. Le spectre de 2M1207-39 b et celui de 2M0355 diffèrent cependant dans la bande J et leurs distributions spectrale d'énergie sont aussi différentes. En effet, 2M0355 est deux magnitude plus brillante dans la bande J et elle est aussi environ cinq fois plus massique que 2M1207-39 b. Toutefois, on voit que le spectre de la naine brune jeune et celui de la planète s'accordent dans les bandes H et K, alors que le spectre de la naine brune appartenant au champ diffère des deux autres. Il est donc intéressant d'étudier les naines brunes jeunes, car elles sont plus nombreuses que les systèmes planétaires que l'on peut imager et elles sont brillantes et isolées, ce qui fait d'elles d'excellents analogues aux exoplanètes de type géantes gazeuses.

Barman et al. (2011) ont montré que les couleurs rouges et les magnitudes sous-lumineuses par rapport aux objets du champs des exoplanètes et des naines brunes jeunes peuvent être reproduites dans les modèles à faible température effective (qui sont normalement sans nuages) si des nuages s'étendant dans la photosphère sont ajoutés. La jeunesse pourrait donc être corrélée avec une augmentation de la poussière dans la photosphère pour les naines brunes et planètes géantes de faible température et luminosité. Faherty et al. (2016) ont étudié un nombre important de naines de type L jeunes et ont montré que les naines L

tardives poussent le coude de la transition entre les naines L et T vers les couleurs plus rouges et les magnitudes plus faibles, alors que les naines T jeunes suivent de plus près la séquence des naines T appartenant à champ. Il est intéressant de constater que la différence entre les populations se produisent près de la transition L/T, là où il est pensé que la quantité de nuages diminue de façon significative, montrant que la diversité parmi les planètes jeunes et chaudes et les naines brunes est liée à des phénomènes atmosphériques.

1.5.3. Description des exoplanètes imagées

La méthode d'imagerie directe a permis, à ce jour, d'identifier onze planètes géantes à grandes séparations (> 100 UA). La figure 1.18 présente les images de découvertes de certaines de ces planètes. Elles seront toutes décrites brièvement ci-après.

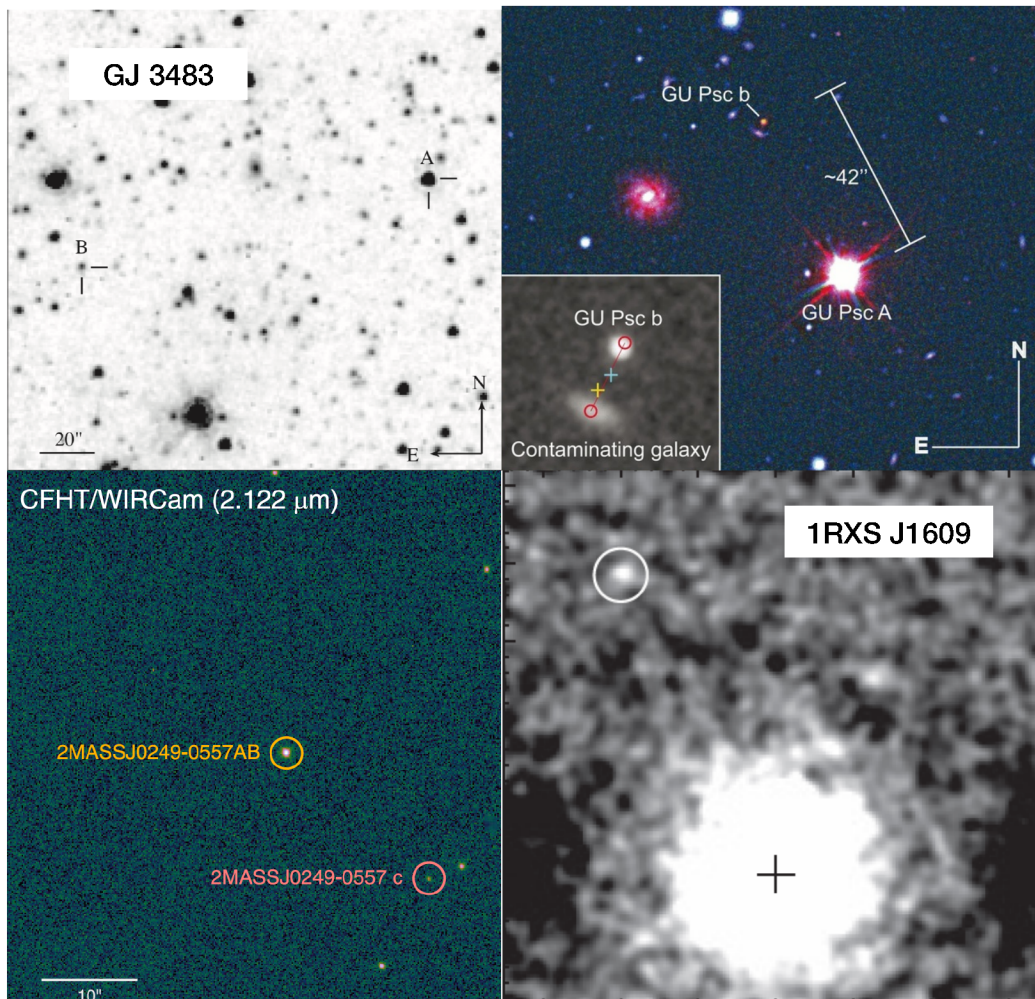


Fig. 1.18 Quelques planètes détectées par imagerie directe. En haut à gauche, la planète autour de la naine blanche GJ 3483 et à sa droite, Gu Psc b et sa planète. En bas à gauche, la planète 2MASS J0249-0557 c et à sa droite, la planète 1RXS J1609 b encerclée rouge. Figures tirées Luhman et al. (2011); Naud et al. (2014); Dupuy et al. (2018); Lafrenière et al. (2008)

- Luhman et al. (2006) ont découvert un compagnon à CHXR 73 lors d’une campagne d’imagerie de la région de formation d’étoiles *Chamaeleon I* avec le télescope spatial Hubble. CHXR 73 b a une masse de $12.0_{-5.0}^{+8.0} M_{\text{Jup}}$ et une séparation projetée de ~ 210 UA. Des spectres obtenus par le *Cornell Massachusetts Slit Spectrograph* au télescope Magellan II dans l’infrarouge proche ont permis d’associer le type spectral M9.5 au compagnon et de voir des signatures de jeunesses dans les bandes *H* et *K*, montrant qu’il est en effet un objet jeune.
- HD 203030 est une étoile de type G8V qui a un compagnon (Metchev & Hillenbrand, 2006) à une séparation de 487.1 ± 1.8 UA. D’abord identifié comme une naine brune, une récente révision de sa masse, maintenant évaluée à $11 \pm 3 M_{\text{Jup}}$ (Miles-Páez et al., 2017), fait du compagnon un objet à la limite entre les planètes et les naines brunes. Cette baisse dans l’estimée de la masse provient d’obtention de spectres de moyenne résolution dans l’infrarouge proche ainsi que d’observations photométriques avec *Spitzer*/IRAC qui ont permis de mettre en évidence des signatures correspondant à de très faibles gravités. Un âge variant de 30 à 150 Ma a ainsi été adopté pour ce compagnon. Sa couleur $(J - K)_{\text{MKO}}$ est de 2.56 ± 0.13 mag, ce qui est comparable aux couleurs observées pour d’autres objets jeunes de masses planétaires. Cet objet se situe à la transition entre les naines L et les naines T, puisqu’il a un type spectral de L7–L8.
- Fomalhaut b est une planète de $2 \pm 1 M_{\text{Jup}}$ en orbite autour d’une étoile de type A3V à une séparation de ~ 119 UA (Kalas et al., 2008). Cet objet est cependant la source de beaucoup de controverse et a donc été observé abondamment. En effet, bien qu’il ait les couleurs attendues à 0.6 à 0.8 μm , il n’a pas été détecté dans l’infrarouge proche bien que ce genre d’objet devrait être plus brillant dans cet intervalle de longueurs d’onde (Currie et al., 2013). L’hypothèse qu’il s’agirait d’une étoile à neutron en avant plan a été soulevée. La non détection du compagnon en rayons X contraint cette hypothèse à une étoile à neutrons très froide ($< 90\,000$ K) à moins de 13 pc du Soleil (Poppenhaeger et al., 2017). Fomalhaut b pourrait aussi provenir de la lumière réfléchie provenant de l’étoile hôte.
- Lafrenière et al. (2008, 2010) ont détecté, à l’aide de l’optique adaptative, une planète autour de 1RXS J160929.1-210524, une naine M0V membre de l’association *Upper Scorpius*. 1RXS J160929.1-210524b a une masse entre 7 et 12 M_{Jup} (Lachapelle et al., 2015) et une séparation projetée entre 280 et 360 UA. Le mouvement propre commun entre l’étoile et son compagnon a été confirmé et des spectres dans les bandes *J*, *H* et *K* ont été obtenus afin de confirmer le jeune âge du compagnon.
- Ross 458 (AB) c est une planète de $9 \pm 3 M_{\text{Jup}}$ orbitant un système binaire composé d’une naine M0.5V et d’une naine M7.5V à une séparation de ~ 1160 UA. Elle a été découverte lors d’une recherche de naines brunes de type T tardif (Goldman

et al., 2010). Il s’agit d’une naine T très tardive, ayant un type spectral de T8.5 (Burningham et al., 2011). Morley et al. (2012) ont montré que le spectre en bandes J , H et K s’ajuste mieux à un modèle d’atmosphère avec nuages qu’à un modèle sans nuage.

- Luhman et al. (2011) ont trouvé GJ 3483 b, un objet de $7.5 \pm 1.5 M_{\text{Jup}}$, en orbite autour d’une naine blanche à une séparation de ~ 2500 UA. Ce système est beaucoup plus vieux que ceux habituellement trouvés par la méthode d’imagerie directe. Bien que l’objet ait une masse de moins de $13 M_{\text{Jup}}$, il est habituellement considéré comme une naine brune dans la littérature, bien qu’il se soit peut-être formé comme une planète ou comme une naine brune. Ce compagnon pourrait être une naine de type Y. Cependant, aucun spectre de l’objet n’a été obtenu puisqu’il est très peu brillant dans l’infrarouge proche ($J > 23.9$ à 3σ) (Luhman et al., 2012).
- Bailey et al. (2014) ont trouvé une planète de $11.9_{-0.8}^{+1.7} M_{\text{Jup}}$ selon un modèle à départ chaud (ou $14.0_{-0.5}^{+0.2} M_{\text{Jup}}$ selon un modèle à départ froid) (Daemgen et al., 2017a) à une séparation projetée de 654 ± 3 UA autour de HD 106906, une étoile de type F5. Ce système est membre de l’association jeune *Lower Centaurus Crux* et possède un disque de débris massif. La planète orbite à l’extérieur de ce disque.
- Kraus et al. (2014a) et Currie et al. (2014) ont découvert un compagnon en orbite autour ROXs 42B, un système binaire serré de type M. ROXs 42B b a une masse de $9 \pm 3 M_{\text{Jup}}$ et une séparation de 140 ± 10 UA (Daemgen et al., 2017b). Des observations photométriques dans l’infrarouge proche et moyen ont été obtenues pour le compagnon, ainsi qu’un spectre en bande K, et ces observations montrent que le type spectral du compagnon serait à la limite entre les naines M et L.
- Gu Psc, une naine M3 membre confirmée de l’association jeune AB Doradus, est orbitee par une planète de $11 \pm 2 M_{\text{Jup}}$ à une séparation projetée de 2000 ± 200 UA. Naud et al. (2014) ont trouvé cette planète en cherchant des compagnons à très grandes séparations autour de naines M à l’aide d’observations à grand champ. Un spectre à grande résolution de l’objet a pu être obtenu en plus d’observations photométriques. Le compagnon est une naine $T3.5 \pm 1$ et son spectre montre des signatures associées à une faible gravité.
- Deacon et al. (2016) ont montré que 2MASS J21265040-8140293 (Reid et al., 2008), une jeune L3, est possiblement liée à TYC 9486-927-1, une naine M précoce et jeune. Ces deux corps avaient précédemment été identifiés séparément comme de possibles membres de l’association *Tucana-Horologium* (Torres et al., 2008; Faherty et al., 2013). Ce compagnon a une masse de $12\text{--}15 M_{\text{Jup}}$ et une séparation de ~ 6900 UA.
- 2MASS J02495639-0557352 c est un compagnon découvert par Dupuy et al. (2018) autour d’un système binaire composé de deux naines brunes de masses $48_{-12}^{+13} M_{\text{Jup}}$ et $44_{-11}^{+14} M_{\text{Jup}}$ séparées de 2.17 ± 0.22 UA. Il a une masse de $11.6_{-1.0}^{+1.3} M_{\text{Jup}}$ et une

séparation de 1950 ± 200 UA. Ce système est un membre candidat de l'association jeune β Pictoris. Le compagnon, avec son type spectral L3, est un jumeau de la planète β Pictoris b (de type L2), c'est-à-dire qu'ils partagent des propriétés physiques tout en étant membres de la même association. Ceci est particulièrement intéressant, étant donné qu'il a été possible d'obtenir un spectre de J0249 c afin de sonder son atmosphère. Dans le cas de β Pictoris b, des observations aussi précises ne sont pas possibles, puisque la planète est située beaucoup plus près de son étoile (à environ 9 UA).

1.6. Cette thèse

1.6.1. Présentation

Ce projet de doctorat s'inscrit dans une longue quête visant à imager des planètes. Le but de ce projet de doctorat est de rechercher, à l'aide de l'imagerie directe, des compagnons exoplanètes à très grandes séparations autour d'étoiles membres d'associations jeunes et situées à l'intérieur du voisinage solaire. Les exoplanètes recherchées auront une masse entre 1 et $\sim 10 M_{\text{Jup}}$, un demi-grand axe entre 1000 et 5000 UA et orbiteront autour d'étoiles ayant un âge inférieur à 150 millions d'années. Ces nouveaux compagnons pourront compléter les recherches effectuées par imagerie directe avec optique adaptative, qui ont sondé des régions intermédiaires (5–100 UA) plus près de l'étoile hôte. Malgré des recherches limitées, environ 5 exoplanètes ayant une orbite de plus de 200 UA ont été trouvées au cours des dernières années, ce qui stimule l'intérêt de faire une recherche systématique pour ce type de planètes.

Le chapitre 2 présente le *Wide-orbit Exoplanet search with InfraRed Direct imaging* (ou *WEIRD*), un grand relevé ayant pour objectif de rechercher des planètes géantes autour d'étoiles jeunes dans le voisinage solaire. Des observations utilisant la technique d'imagerie profonde et couvrant un grand champ ont été obtenues à l'aide des observatoires Gemini-Sud (caméra WIRCam et MegaCam) au Chili, Canada-France-Hawaï (caméra WIRCam et MegaCam) à Hawaï ainsi qu'avec le télescope spatial *Spitzer* (caméra IRAC). Les observations ont été réalisées dans quatre bandes spectrales différentes, soit z , J , $3.6 \mu\text{m}$ et $4.5 \mu\text{m}$, afin de discriminer entre les planètes et les autres objets faibles d'arrière-plan. Les images ont été traitées et analysées afin de détecter les compagnons planétaires en orbite autour des étoiles cibles. Bien que l'étude ait pu atteindre de très bonnes sensibilités, aucun compagnon n'a été détecté. Une analyse statistique des résultats a tout de même permis de mettre une limite supérieure sur la fréquence avec laquelle les étoiles ont des planètes géantes en orbite à plus de 1000 UA et de montrer que ce type de compagnons est très rare.

Le chapitre 3 détaille les résultats d'une analyse visant à contraindre la fréquence de planètes géantes à grandes séparations de même que la distribution de ce type d'objets en

terme de masse et de séparation orbitale. Une compilation de plusieurs études utilisant la technique d'imagerie directe a été ajoutée au résultats du relevé *WEIRD* afin de pouvoir sonder des séparations allant de 5 à 5000 UA. Sept compagnons ayant des masses de moins $20 M_{\text{Jup}}$ faisaient parti de l'échantillon. L'étude statistique a permis de contraindre la distribution de planètes à grandes séparations autour d'étoiles et de montrer que le nombre de compagnons est anticorrélé avec les masses et les séparations des compagnons et est corrélé avec la masse de l'étoile hôte.

Cette thèse se termine par une conclusion visant à récapituler les travaux présentés ici et à en présenter les impacts. Des idées pour poursuivre les travaux seront aussi présentées.

1.6.2. Contribution de l'étudiante

J'ai rédigé les deux articles présentés dans cette thèse et j'ai accompli les travaux qui y sont présentés. J'ai aussi rédigé l'introduction et la conclusion de cette thèse. J'ai créé toutes les figures et les tableaux présentés dans cette thèse, à l'exception de la majorité des figures de l'introduction que j'ai simplement traduites en français (les références sont indiquées dans les légendes). L'idée à l'origine du projet de thèse provient de É. Artigau et de D. Lafrenière.

Pour l'article présenté au chapitre 2, j'ai utilisé une liste des membres confirmés d'associations jeunes telle que compilées par J. Gagné. J'ai rédigé avec l'aide de É. Artigau quatorze demandes de temps pour les observatoires Gemini et CFHT alors que É. Artigau a écrit la demande de temps pour le télescope spatial *Spitzer*. J'ai planifié les observations provenant des trois télescopes et je me suis assurée à distance de la bonne prise de données. J'ai réduit les données provenant des observatoires Gemini et CFHT en utilisant des algorithmes conçus par É. Artigau et L. Albert, que j'ai modifiés afin de les adapter à mes besoins. É. Artigau et J. Rameau ont réduit les données provenant du télescope spatial *Spitzer*. J'ai réalisé l'analyse de toutes images et l'identification des planètes candidates. J'ai mené le suivi astrométrique et spectroscopique des candidates. J'ai réalisé l'analyse statistique visant à estimer le nombre de planètes géantes à grandes séparations par étoile.

Pour l'article présenté au chapitre 3, j'ai utilisé les courbes de limites de détection de plusieurs relevés effectués en imagerie directe du *Direct Imaging Visual Archives* auxquelles j'ai ajouté les courbes de PSYM-WIDE, fournies par M.E. Naud et les courbes d'un relevé de Upper Scorpius, fournies par D. Lafrenière. J'ai réalisé l'analyse des courbes ainsi que le calcul statistique permettant de déterminer la fréquence de planètes géantes autour d'étoiles à des séparation modérée à grande. J'ai réalisé, conjointement avec D. Lafrenière, l'analyse statistique visant à contraindre la distribution de planètes.

D. Lafrenière et E. Artigau ont supervisé l'écriture des articles et leurs commentaires constructifs ont grandement contribué à améliorer les articles.

Chapitre 2

WEIRD: WIDE-ORBIT EXOPLANET SEARCH WITH INFRARED DIRECT IMAGING

Frédérique Baron¹, Étienne Artigau¹, Julien Rameau¹, David Lafrenière¹, Jonathan Gagné^{3,4}, Lison Malo¹, Loïc Albert¹, Marie-Eve Naud¹, René Doyon¹, Markus Janson⁵,
Philippe Delorme⁶, Charles Beichman⁷

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 *Carnegie Institution of Washington DTM, 5241 Broad Branch Road NW, Washington, DC 20015, USA*

⁴ *NASA Sagan Fellow*

⁵ *Department of Astronomy, Stockholm University, SE-106 91 Stockholm, Sweden*

⁶ *Université de Grenoble Alpes, CNRS, IPAG, F-38000 Grenoble, France*

⁷ *NASA Exoplanet Science Institute, California Institute of Technology, Jet Propulsion Laboratory, Pasadena, CA 91125, USA*

Publié en 2018 dans *The Astronomical Journal*

Volume 156-3, article id. 137

We report results from the Wide-orbit Exoplanet search with InfraRed Direct imaging (WEIRD), a survey designed to search for Jupiter-like companions on very wide orbits (1000 to 5000 AU) around young stars (<120 Myr) that are known members of moving groups in the solar neighborhood (<70 pc). Sharing the same age, distance, and metallicity as their host while being on large enough orbits to be studied as "isolated" objects make such companions prime targets for spectroscopic observations and valuable benchmark objects for exoplanet atmosphere models. The search strategy is based on deep imaging in multiple bands across the near-infrared domain. For all 177 objects of our sample, z'_{ab} , J , [3.6] and [4.5] images were obtained with CFHT/MegaCam, GEMINI/GMOS, CFHT/WIRCcam, GEMINI/Flamingos-2, and *Spitzer*/IRAC. Using this set of 4 images per target, we searched for sources with red z'_{ab} and [3.6]–[4.5] colors, typically reaching good completeness down to $2 M_{\text{Jup}}$ companions, while going down to $1 M_{\text{Jup}}$ for some targets, at separations of 1000 – 5000 AU. The search yielded 4 candidate companions with the expected colors, but they were all rejected through follow-up proper motion observations. Our results constrain the occurrence of 1–13 M_{Jup} planetary-mass companions on orbits with a semi-major axis between 1000 and 5000 AU at less than 0.03, with a 95% confidence level.

Exoplanets — Direct Imaging — Brown Dwarfs

2.1. Introduction

Since the first detection of an exoplanet around a main sequence star by Mayor & Queloz (1995), thousands of exoplanets have been discovered, revealing planetary system architectures vastly different from that of the Solar System. The most successful methods to detect exoplanets are the transit and radial velocity methods, which are more effective for planets close to their host star (up to 15 AU). The outer part of planetary systems can be probed by direct imaging. The first detection of a giant planet by direct imaging was made in 2004, with the discovery of a $4 M_{\text{Jup}}$ planet orbiting the brown dwarf 2MASSW J1207334-393254 (Chauvin et al., 2004), and the search for directly imaged planets has continued since then.

A good number of direct imaging surveys for planetary mass objects on wide orbits were carried out in the last decade. Some targeted only low mass stars, such as Bowler et al. (2015), Lannier et al. (2016), and Naud et al. (2017), while others surveyed higher mass stars (Vigan et al., 2012; Nielsen et al., 2013; Rameau et al., 2013b) or all spectral types (Lafrenière et al., 2007b; Heinze et al., 2010a; Biller et al., 2013; Chauvin et al., 2015). Bowler (2016) did a meta-analysis using data from the most complete studies that surveyed all types of star (Lafrenière et al., 2007b; Janson et al., 2011; Vigan et al., 2012; Biller et al., 2013; Janson et al., 2013; Nielsen et al., 2013; Wahhaj et al., 2013; Brandt et al., 2014; Bowler et al., 2015) using 384 stars with spectral types B2 to M6. He obtained an overall planet

occurrence rate for BA, FGK, and M stars of respectively $2.8_{-2.3}^{3.7}$ %, $<4.1\%$, and $<3.9\%$ for 5-13 M_{Jup} planets at separations of 30 to 300 AU.

Direct imaging surveys have typically targeted young stars, which are prime targets since their planets are still contracting and are thus warmer and brighter than their older counterparts, for a given mass. The number of known young stars near the Sun has dramatically increased in the last few years, as a result of a growing interest for young stellar moving groups (e.g., Zuckerman & Song, 2004; Torres et al., 2008). A moving group is composed of stars that were formed together less than a few hundreds of Myr ago, and therefore still share similar UVW galactic velocities, enabling their identification. In the recent years, a significant effort has been made to identify a large number of low mass stars, brown dwarfs and isolated planetary-mass objects that are members of known young moving group (Lépine & Simon, 2009; Shkolnik et al., 2009; Kiss et al., 2011; Schlieder et al., 2010; Rodriguez et al., 2011; Liu et al., 2013; Schlieder et al., 2012a,b; Shkolnik et al., 2012; Malo et al., 2013; Moór et al., 2013; Rodriguez et al., 2013; Kraus et al., 2014b; Malo et al., 2014; Riedel et al., 2014; Gagné et al., 2014; Binks et al., 2015; Gagné et al., 2015b).

Planets found on wide orbits around young stars are very interesting because they can be characterized much better than their closer-in counterparts. First, a planet bound to a well-studied star shares some properties with it, like its age, distance from Earth, and metallicity. Furthermore, when a planet is on an large enough orbit, it can be studied as if it were an isolated object, that is without adaptive optics (Naud et al., 2014; Gauza et al., 2015), and a very high resolution spectrum can then be acquired, which is very hard to obtain for closer-in planets. Also, the large separation to the host enables direct studies that are very challenging with high-contrast imaging (e.g., accurate spectro-photometry, intermediate resolution spectroscopy, optical imaging, time-variability). Such planetary mass objects are also prime targets for *JWST* follow-up.

Widely separated systems are of further interest because they challenge formation processes. Theories predict that giant planets form either by core accretion or gravitational instability, or like brown dwarfs by cloud fragmentation. The former process describes a way of forming planets by first building a 5 to 20 M_{Earth} core of rocks and ices, in a protoplanetary disk (Alibert et al., 2009; Inaba et al., 2003; Pollack et al., 1996). The core then accretes gas very rapidly to form a giant planet. This method explains very well the formation of planets on close-in orbit (< 10 AU, Mordasini et al., 2012), but struggles to explain the formation of planets on wide orbits. The second process suggests that planets form from the fragmentation of a gravitationally unstable disk (Boss, 2011), which forms clumps that then can accrete gas and dust to become planets (Stamatellos et al., 2007; Bate, 2012). However, this mechanism also has difficulties forming planets on wide orbits, as shown for example by Nayakshin (2017) and Vigan et al. (2017). The last process predicts that planets on wide orbits form from the direct collapse of the molecular cloud (Padoan & Nordlund, 2004). A

Tab. 2. I Young Moving Groups

Name	Distance (pc)	Age (Myr)	Nb of members detected	Ref.
N β -Pictoris	9-73	24 \pm 3	51	Shkolnik et al. (2017)
AB-Doradus	37-77	149 $^{+51}_{-19}$	58	Bell et al. (2016)
Argus	8-68	30-50	10	Torres et al. (2008)
Carina	46-88	45 $^{+11}_{-7}$	6	Bell et al. (2016)
Columba	35-81	42 $^{+6}_{-4}$	15	Bell et al. (2016)
Tucana-Horologium	36-71	45 \pm 3	50	Bell et al. (2016)
TW Hydrae	28-92	10 \pm 3	16	Bell et al. (2016)

fragment of a few Jupiter mass is formed which then accretes gas from the cloud to form a higher mass object. However, Bate et al. (2002) and Bate (2012) have shown that the accretion process can be stopped at a low mass if the companion is ejected away from the dense part of the envelope or if the envelope is depleted at the formation time. However this formation process tends to form preferentially equal mass binaries and does not seem to produce systems with the high mass ratios needed to match the observed planetary systems at wide separations. Dynamical instabilities are a tantalizing alternative to explain the detected planets at large separations (Chatterjee et al., 2008; Veras et al., 2009; Baruteau & Masset, 2013). Mutual gravitational perturbations and close encounters among the planets occur and pump the eccentricity and the semi-major axis of the less massive giant planets up to 100 - 100 000 AU (Veras et al., 2009), but close-in scatterers are yet to be discovered (Bryan et al., 2016).

We report here the results from the Wide-orbit Exoplanet search with InfraRed Direct imaging (WEIRD). The WEIRD survey started in 2014 with the aim to detect Jupiter-like companions on very wide orbits (at separations 1000–5000 AU) around all the known members of young moving groups within 70 pc. We gathered a large dataset to try to construct the SED of such objects through of deep [3.6] and [4.5] imaging from *Spitzer*/IRAC and deep seeing-limited J and z'_{ab} imaging from CFHT and Gemini-South of all 177 known (at the time) young (<120 Myr) objects in a volume-limited sample of 70 pc of the Sun. Using these data, planetary companions can be revealed through their distinctively red $z'_{ab} - J$ and [3.6] – [4.5] colors. The range of separations studied here has been barely probed by previous direct imaging surveys as they were limited by the field of view of high contrast imagers, with the exception of Naud et al. (2017), which was much less sensitive than the present survey, and limited to low-mass stars. The selection of the sample of young stars and the observing strategy and data reduction are described in Section 2.2. Section 2.3 presents the results of our search, while Section 2.4 discusses the statistical analysis of the survey.

2.2. Sample and Observations

2.2.1. Sample

The best targets to find giant planets on very wide orbits are young stars in the solar neighborhood because giant planets are more luminous when they are younger and they become fainter with time. Therefore, observations of younger stars are sensitive to lower-mass planets. A sample was thus created by selecting all stars within 70 pc that are members of the following young moving groups or associations (see Table 2. I): TW Hydrae (de la Reza et al., 1989; Kastner et al., 1997), β Pictoris (Zuckerman et al., 2001a), AB Doradus (Zuckerman et al., 2004), Tucana Horologium (Torres et al., 2000; Zuckerman et al., 2001b), Carina (Torres et al., 2008), Columba (Torres et al., 2008) and Argus (Makarov & Urban, 2000). The members of these groups have ages in the range 10–150 Myr. The age of the Argus moving group is not well constrained, likely because current membership lists suffer from significant contamination from unrelated field-aged stars (Bell et al., 2016). To be considered bona fide members of one group and included in our sample, the stars must have a trigonometric parallax and a radial velocity measurement, $XYZUVW$ values consistent with the moving group membership, as well as independent signatures of youth, e.g. spectroscopic signs of low-gravity, strong X-ray or UV emission or lithium absorption (see Soderblom, 2010). The sample was constructed from Gagné et al. (2014); Kiss et al. (2011); Lépine & Simon (2009); Malo et al. (2013); Schlieder et al. (2010); Shkolnik et al. (2009); Shkolnik et al. (2011); Shkolnik et al. (2012); Song et al. (2003); Torres et al. (2000); Torres et al. (2008); Zuckerman & Webb (2000); Zuckerman et al. (2004); Zuckerman et al. (2001a); Zuckerman (2001); Zuckerman et al. (2011). We note that these publications also proposed a larger sample of strong candidates but they lacked one or more measurements to be confirmed members; these objects were not included in our sample. Our complete sample includes 177 objects.

Multiple systems were not excluded from the sample as the presence of a lower or equal mass object does not exclude the possibility of having a planetary mass object on a wide orbit. For example, Ross 458 (AB)c is a triple system comprising a tight M0.5+M7 binary orbited by an 11 M_{Jup} object (Goldman et al., 2010) and 2MASS J01033563-5515561(AB)b, a 12–14 M_{Jup} object, orbits a pair of young late-M stars at 84 AU (Delorme et al., 2013b). Also, Wang et al. (2015) have shown that stellar multiplicity does not influence the presence of planets on wide (100 to 2000 AU) orbits in the system. In our sample of targets, 68 are multiple systems, 2 host brown dwarf companions (Schneider et al., 2004; Chauvin et al., 2005) and 4 host known planets (Chauvin et al., 2004; Marois et al., 2008; Lagrange et al., 2009; Macintosh et al., 2015).

The properties of the 177 objects in our sample is presented in Table 2. II. They have spectral classes in the range A–M, with a majority of M dwarfs, are located at distances

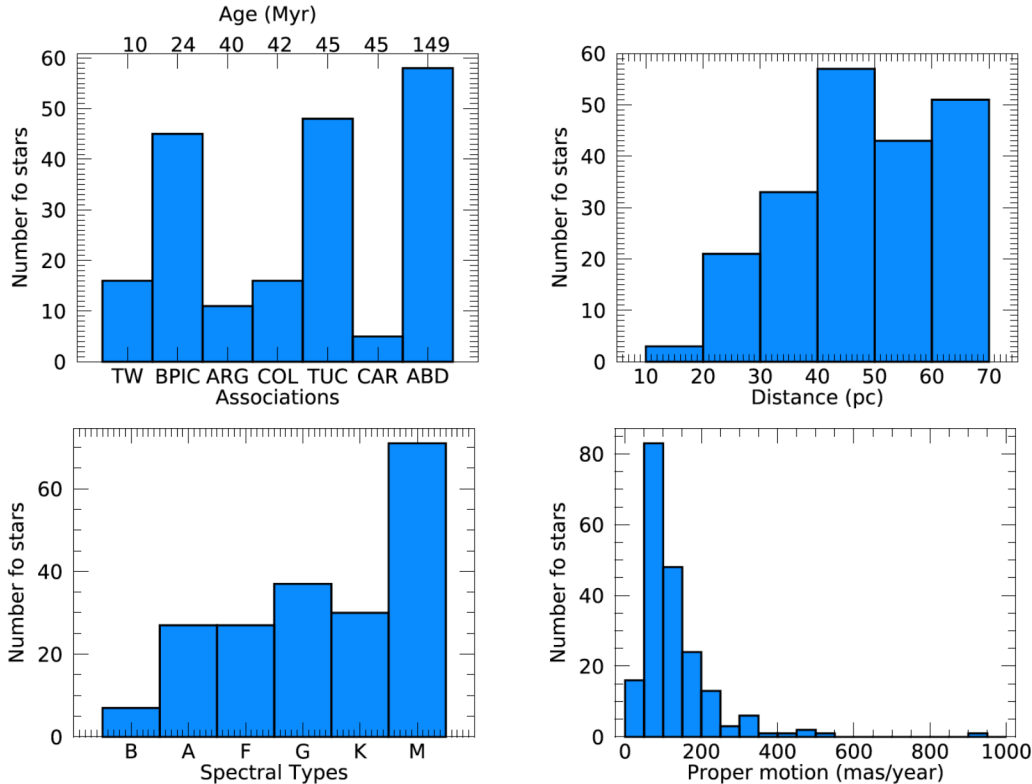


Fig. 2.1 Distributions of associations, distances (pc), spectral types and proper motions (mas/yr) for all the stars in the sample.

of 7 to 70 pc, are located all over the sky, and have relatively high proper motions (see Figure 2.1). The median star has a proper motion of 100 mas/yr, a distance of 42 pc and an age of 45 Myr. Table 2. III lists all the systems in our sample along with their radial velocities, distances and the association they are a member of.

2.2.2. Observing strategy

Figure 2.2 presents the typical $z'_{ab} - J$ and $[3.6] - [4.5]$ colors as a function of spectral type for objects ranging from spectral types L to T, a range relevant for the companions sought here. It shows that both L and T dwarfs have very red $z'_{ab} - J$ colors, with the color of an L dwarf being between 2.5 and 3 mag, and the color of a T dwarf between 3 and 4.5 mag. Beyond those types, as shown by Lodieu et al. (2013), the $z'_{ab} - J$ colors of Y dwarfs remain red but vary much more, ranging from from 2.5 to 5 mag. In the mid-infrared, starting at around T0, the $[3.6] - [4.5]$ color becomes increasingly red with spectral type, reaching values larger than 1.5 mag for late-T's. Young objects, with larger radii and correspondingly lower surface gravities, would have slightly redder colors compared to the colors of field dwarfs shown in the figure. The strategy used in the current survey builds on these markedly red colors of very late-type dwarfs across these four spectral bands, which enables distinguishing

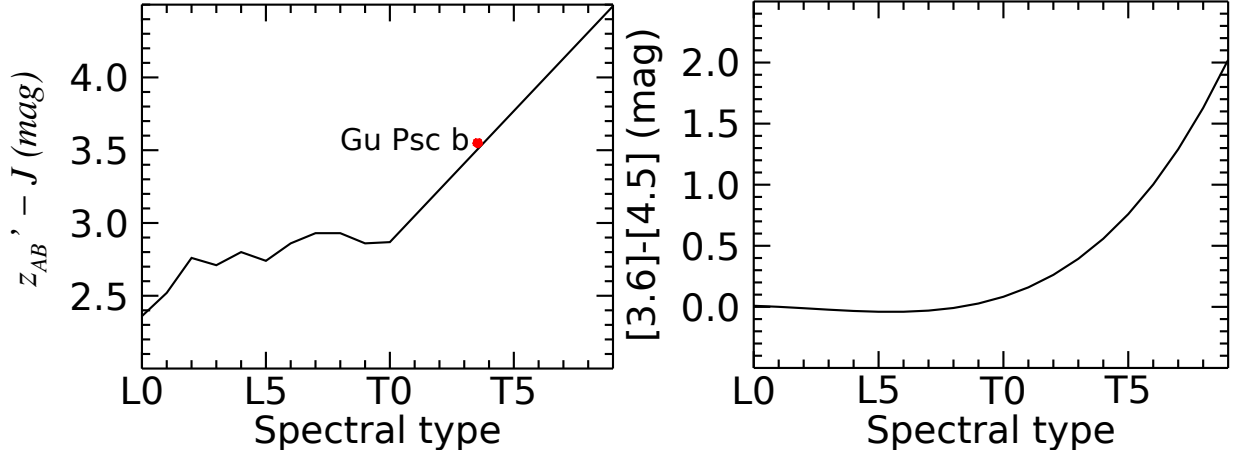


Fig. 2.2 On the left, $z'_{ab} - J$ vs spectral type for L to T dwarfs from Hawley et al. (2002) for the L dwarfs and Albert et al. (2011) for the T dwarfs. The L to T dwarfs are characterized by red $z'_{ab} - J$ colors. The red dot represents Gu Psc b, the planetary mass object discovered by Naud et al. (2014), representative of the kind of objects we are seeking in this work. On the right, $[3.6]-[4.5]$ for L to T dwarf from Dupuy & Liu (2012). We see that late T dwarfs can be identified both by their red $[3.6]-[4.5] > 1.5$ and $z'_{ab} - J > 4$ colors.

them easily from earlier-type objects and most other astrophysical sources. In addition, as shown in Figure 2.3, these bands are also optimal to maximize the flux of the objects sought over the temperature range of interest.

The ground-based component of our survey is optimized to find companions up to spectral type $\sim T9$, while the Spitzer component is optimized for later types. At a distance of 42 pc (the median distance of our sample), the expected J magnitude of a T9 dwarf is about 21 mag. We thus designed our observations in J -band to reach 21 mag. As T dwarfs later than T0 are expected to have $z'_{ab} - J > 3$ mag, we designed our observations to reach $z'_{ab} = 24$ mag as they can be identified either through detection in both bands or as z'_{ab} dropouts. For this part of the survey, we used the same detection criteria as for the CFBDSIR survey (Delorme et al., 2008, 2010; Albert et al., 2011). That survey was a wide-field search for T dwarfs and early-type Y dwarfs, and the candidates were identified through their very-red $z'_{ab} - J > 3$ mag colors if they were detected in both bands, or through z'_{ab} dropouts. The CFBDSIR survey returned only 64 candidates over the 280 square degrees observed, of which 17 were actual field T dwarfs. The strategy of searching for very low-mass objects using NIR colors has also been employed by the PSYM-wide survey (Naud et al., 2017) to probe nearby young M dwarfs for planetary mass companions. The survey discovered a new planetary mass object ($9-13 M_{Jup}$) orbiting at 2000 AU around the M3V star Gu Psc, a highly probable member of the AB Doradus moving group (Naud et al., 2014)¹.

¹Using the parallax of 21.0019 ± 0.0721 mas (Lindgren et al., 2018; Gaia Collaboration et al., 2018) for GU Psc from the *Gaia* DR2 release, and the web tool BANYAN Σ from Gagné et al. (2018b), we infer

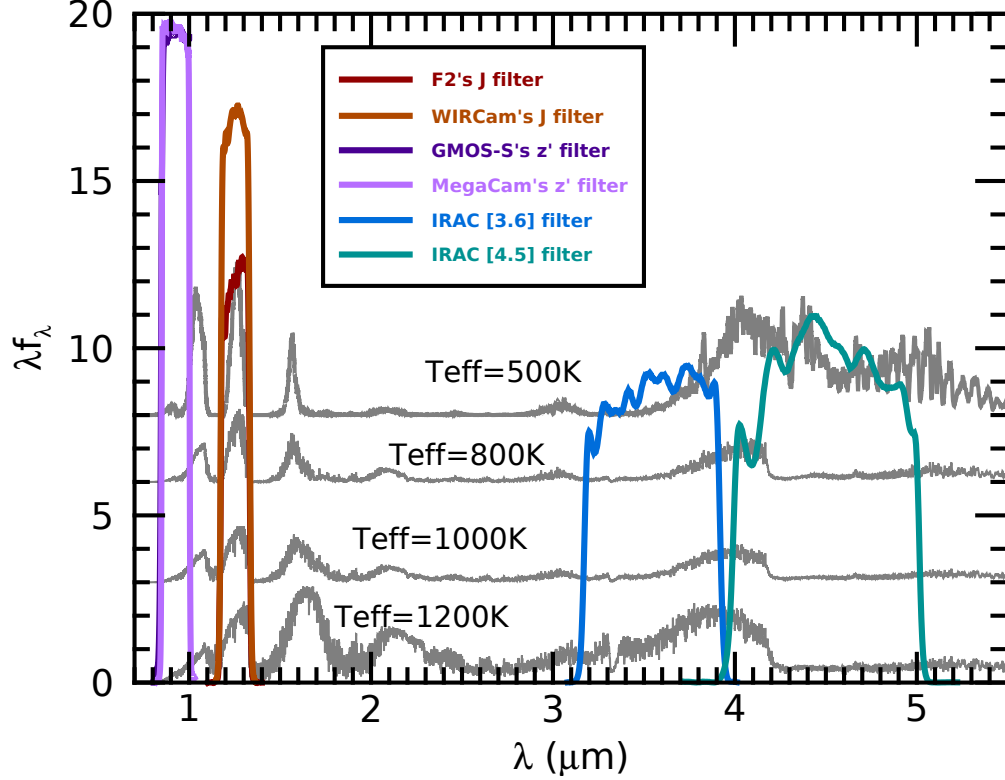


Fig. 2.3 BT-Settl spectral energy distribution of young objects ($\log g = 4$ and solar metallicity) with effective temperatures of 500 K, 800 K, 1000 K, and 1200 K. The transmission functions of the four bandpasses used for our observations (z'_{ab} , J , [3.6], and [4.5]) are overlaid. These bandpasses provide distinctive red colors while maintaining a high flux level across the temperature range.

The *Spitzer*/IRAC observations were designed so that they reach a sufficient depth to identify point-sources in the field down to ~ 0.5 mag of the confusion limit and have their color measured with accuracy to identify them at $> 5\sigma$ level compared to the bulk of background objects. We perform the point-source detection in [3.6], which provides deeper images for flat-spectrum sources, and use the [4.5] photometry to constrain colors. Our observations are designed to reach depths of 21.2 mag (5σ) and 20.7 mag (3σ) in [3.6] and [4.5], respectively. Planetary-mass objects close to the detection limit, with masses below 3-5 M_{Jup} will have $[3.6] - [4.5] > 2$ mag (see right-hand side Figure 2.2) and will therefore be detected at a higher signal-to-noise ratio in [4.5]. Because they would have $M_J > 18$ mag (or $J > 21$ mag for a typical target) or a spectral type $\gtrsim T8.5$, such objects would be z'_{ab} - and J -band dropouts ($z'_{ab} - [4.5] > 6$ mag and $J - [4.5] > 3.5$ mag). Given that background objects typically have $[3.6] - [4.5] \sim 0.0 \pm 0.4$ mag, such planetary-mass objects will differ from the bulk of background objects at the $> 5\sigma$ -level. However, by itself this part of the dataset is insensitive

that the probability of Gu Psc to be a member of the AB Doradus moving group is 99.1 %, which confirms the membership of the star.

to more massive ($> 3\text{-}5 M_{\text{Jup}}$) companions as their colors don't differ enough from those of background objects.

2.2.3. Observations and Data Reduction

All targets in our sample were observed with deep seeing-limited J and z'_{ab} imaging at either the Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) with WIRCcam (Puget et al., 2004) and Megacam (Boulade et al., 1998), or at Gemini-South with GMOS-S (Hook et al., 2004; Gimeno et al., 2016) and Flamings-2 (Eikenberry et al., 2012), as well as with *Spitzer*/IRAC (Fazio et al., 2004) in the [3.6] and [4.5] bands. Stars with a declination < -35 were observed from the ground at the Gemini-South Observatory while the others were observed at the CFHT. Throughout this work, all the J -band magnitudes are in the Vega system while all the z'_{ab} magnitudes are in the AB system. For a median star in our sample with a distance of about 42 pc and an age of 45 Myr, the limiting magnitude in both bands corresponds to $M_J = 17.9$ mag and $M_z = 20.9$ mag, or to an effective temperature of about 385 K according to models from Baraffe et al. (2003).

2.2.3.1. Gemini Observations

The observations were made from 2014 to 2017 at Gemini-South (GS-2014B-Q-2, GS-2015A-Q-71, GS-2015B-Q-57, GS-2016A-Q-69, GS-2016B-Q-33, GS-2017A-Q-58, PI Frederique Baron). We obtained deep imaging of our southern sub-sample with Flamings-2 with the J filter (J_G0802, $1.255 \mu\text{m}$) and the Gemini Multi-Object Spectrograph (GMOS) in the z'_{ab} filter (z_G0328, $>848 \mu\text{m}$). Objects beyond 30 pc, the vast majority of our targets, are sufficiently far for the entire projected 5000 AU sphere around them to fit within the GMOS/F2 FOV.

Flamings-2 is a near-infrared wide-field imager and multi-object spectrometer with a 6.19 arcmin^2 circular field of view and a $0.18''$ pixel scale. We obtained at least 600s of integration time on each target, divided into a different number of expositions (at least 9) depending on the magnitude of the star and the observing conditions. A small random dither pattern was used to mitigate detector defects. The exposition time was selected to reach a limiting magnitude of $J = 21$ mag at a 7σ level. Each observation was about 20 minutes long, including all overheads.

GMOS has three 2048×4608 CCDs which, when combined, have a field of view of $5.5 \times 5.5 \text{ arcmin}^2$ and a pixel scale of $0.073''$. We obtained 8 expositions of 65 s for each target of the sample. A dither pattern of $17''$ was used for all observations. The exposure time was chosen to reach a limiting magnitude of $z = 24$ mag at 3σ . The observations were each about 20 minutes long, including all overheads.

The J -band images from F2 were reduced using a custom IDL pipeline. The individual images were reduced by subtracting dark images, dividing by flat field images, and correcting

the residual gradient from the vignetting of the Peripheral Wavefront Sensor (PWFS). This step was done by first normalizing the image to its median value, then masking regions with values significantly over the median to get rid of the stars. This image was in turn used to create a gradient image where each pixel is the median of a 128x128 pixel box of the masked image. A polynomial fit of degree 3 was then applied to the gradient image. This was divided from the F2 image to correct for the vignetting by the PWFS. The astrometric correction was then computed by anchoring the star positions on the *Gaia* DR1 catalog (Gaia Collaboration et al., 2016). A radial profile about the bright target star was then subtracted to help search for sources at smaller separations. Lastly, a low-pass filter was created by median binning the image by 4x4 pixels, applying a 15x15-pixel median filter, and then resampling at the original image size. This low-pass filter was subtracted from the image to facilitate the detection of point sources. The individual images for a given target were then combined by taking their median, after astrometric registration, to produce the final *J*-band image.

For GMOS, the images were also reduced using a custom IDL reduction pipeline. Each CCD was first processed separately. First, a sky correction was applied by subtracting the median of all images taken on a given night. When needed, any detector region affected by the on-instrument wave front sensor was masked. Most of the time the wave front sensor was off the detector, but sometimes it was not possible to find a guide star outside of the FOV. The astrometric solution was found for each CCD by anchoring the field to the F2 reduced image of the same target. A high-pass filter was then applied by subtracting a median-filtered image with a width of 15 pixels. A one-dimensional median-filter with a width of 61 pixels was also subtracted from each line of the image to correct for the saturation banding. The 3 CCDs were then combined to form a complete image, to which the astrometric solution was applied again. All the images for a given target were then aligned and stacked by taking their median to get the resulting reduced image.

2.2.3.2. CFHT Observations

Deep imaging of our northern sub-sample was obtained at the CFHT from 2014 to 2017 using WIRCam with the *J* filter and MegaCam with the z'_{ab} filter (14BC016, 15AC032, 15BC012, 16AC021, 16BC018, 17AC23; PI Frédérique Baron).

WIRCam (Puget et al., 2004) is a near infrared wide-field imager with a field-of-view of 20 arcmin² and a pixel scale of 0.3". It uses a mosaic of 4 detectors with a small gap between each. We used the *J*-band (1.253 μ m) filter and a homemade dither pattern of 16 60-s expositions, arranged so that the target does a small dither of 28" around a pixel situated 64" from the corner of one detector near the center of the field, for a total of 1120 s of on-target integration time. A different dither pattern was used to mitigate the saturation effects of stars brighter than $J = 7$. In those cases, the bright target was put in a gap

between quadrants at each position of the dither pattern. With a seeing between $1''$ and $1.2''$, the exposure time is sufficient to reach a $\text{SNR}=7$ at a limiting magnitude of $J \approx 21$.

MegaCam (Boulade et al., 1998) is a wide-field optical imager with a 1 square degree field-of-view and a pixel scale of $0.187''$. We used the z'_{ab} filter (z_G0328 , $>848 \mu\text{m}$) and a dither pattern with 4 positions offset by $15''$, which is twice the size of the standard dither pattern. The total integration time per target varies between 311 s and 476 s. The higher integration time is for targets with a declination in the range -35 to -30 , to accommodate the higher airmass and maintain a good SNR. With a seeing between $0.55''$ and $0.65''$, this ensures a SNR of 3 for all our z'_{ab} -band observations with a limiting magnitude of $z'_{ab}=24$.

The WIRCam images were reduced using the method described in Albert et al. (2011). First, they were preprocessed by CFHT using their ‘Tiwi pipeline version 2.0. Next, a low-pass filter was created by median binning the image by 4×4 pixels, applying a 5×5 -pixel median filter, and then re-sampling at the original image size. This low-pass filter was subtracted from the image to preserve only high spatial frequencies. After this, the different images were stacked using the Bertin software suite. First, SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996) builds a catalog of objects in each image. This catalog is in turn read by Scamp (Bertin, 2010a), which also computes the astrometric and photometric solutions by anchoring on the J -band data of the 2MASS catalog. Swarp (Bertin, 2010b) then stacks the images together.

Data from MegaCam were first processed by CFHT’s Elixir pipeline. Then, the astrometric solution from each of the 40 CCDs was found by anchoring the field on the positions from the USNO-B1 catalog. A high-pass filter was applied, as before, by subtracting an image created by median binning the image by 4×4 pixels, applying a 7×7 -pixel median filter, and then re-sampling at the original image size. Then the images from the different CCDs were combined to form an image of size matching that of the WIRCam images, as the field of view of MegaCam is much wider than WIRCam’s. The different images of a given target obtained on a given night were then median-combined to obtain the final reduced z'_{ab} image.

2.2.3.3. *Spitzer/IRAC observations*

Our complete sample was observed with *Spitzer/IRAC*. Nine of our targets had previously been observed with IRAC with an exposition time that meets our requirements. The others targets were observed between 2015 and 2016 (*Spitzer* proposal 11092) in both IRAC [3.6] and [4.5], with a total integration time of 2160 s in each band (per-visit total of 5221 s with overheads). More precisely, we used 30 s individual exposure time, two exposures per dither position per band, and a 36-exposure reuleaux dither pattern.

The *Spitzer/IRAC* pipeline reduced images were further processed with custom IDL routines. First, the different images of a given target were oversampled on a $0.5''$ pixel grid and median-combined using the pipeline-provided astrometry and polynomial distortion. Then,

to preserve the PSF morphology orientation in the image, in view of the PSF subtraction routines to be applied, we registered all images to a common PSF rotation angle.

Further data reduction involved the subtraction of the stellar point spread function (PSF) to reveal embedded and close-in sources. Since the *Spitzer* observations were uniform, we used the Reference Differential Imaging technique to subtract the PSF from a reference library. The strategy is similar to the re-analysis of *Hubble* imaging data through the ALICE project (Soummer et al., 2016; Choquet et al., 2015), and to previous analysis of archival *Spitzer* data (Janson et al., 2015; Durkan et al., 2016).

The library of reference PSF was created out of the newly obtained data, using the PSF of the observed stars. Saturated stars, very crowded fields, and low-contrast (< 1) visual binaries were removed from the library, resulting in a total of 111 PSFs out of the 168 targets observed. Each image was registered on a common center based on the fit of a two-dimensional Moffat function. It was then normalized in brightness from the flux measured in an aperture of a radius of seven pixels centered on the PSF core. Point sources were identified as 3σ outliers from the noise (calculated with a robust sigma estimator) after an initial PSF subtraction from the median of the reference library, excluding the given image. They were subsequently masked out in the original image.

We used classical RDI to subtract stellar PSFs in each *Spitzer* image for both filters. Because of the very large number of point sources in our deep data, advanced techniques such as LOCI or PCA (Lafrenière et al., 2007a; Soummer et al., 2012) suffered from too many pixels that were masked out, reducing the effective number of reference images. They tended to oversubtract the target PSF and other point sources in the field. We therefore opted for a classical median subtraction, a trade-off between the quality of the PSF subtraction and source preservation. Following this strategy, the processed image under consideration was excluded from the library of references, the median of which was then taken as the reference PSF for subtraction of this image. The position of the star was estimated by fitting a Moffat function and the reference PSF was shifted to this position. The reference PSF was normalized to the target brightness within the same aperture and subtracted from the image. This three-step process was repeated for any low-contrast (< 1) visual companion of our target present in the field. For tight binaries or triple systems, the subtraction of all PSFs was done at once by iterating over the position and flux of each component in order to minimize the residuals in a box of width of 30 pixels. Saturated stars were processed like binaries to optimize the star registration and flux normalization. They still suffered from poorly subtracted wings and bright vertical stripes escaping from the core. Therefore, a new library was built from residual images of similarly saturated stars, following the same cleaning processes as for the original library. The median of this new library was used to subtract these residuals.

The images were finally high-pass filtered by subtracting a median filter of width 15 pixels.

2.2.3.4. Archival *Spitzer*/*MIPS* 24 μm data

A search through the *Spitzer* archive revealed that 141 of our 177 targets were observed with MIPS at 24 μm as part of surveys to find infrared excess indicative of debris disk. A flux measurement (or upper limit) at such a longer wavelength can be useful to better constrain the SED of our candidate objects identified. Thus for those 141 targets we retrieved the MIPS data and built our own combined image using the Enhanced BCD images (EBCD), as they have a superior flat fielding than the BCD image. A high-pass filter was then applied by subtracting a double-pass median-filtered version of the image, respectively of widths 32 and 12. We obtained the limiting flux in Jy/sr by doing aperture photometry at several random positions over the whole image and then evaluating the robust standard deviation of the resulting flux distribution. We converted this limiting flux in Jy/sr to magnitude and, over all images, obtained a median limiting magnitude of 12.5 mag.

2.2.4. Photometric calibration

Our GEMINI observations were all acquired with a specification for observing conditions of up to 70% cloud cover, or patchy clouds. Under those conditions, a variation of up to 0.3 mag can be expected. We assessed if significant variations were present or not from the data themselves. For a sequence of observations of a given field, we calculated the standard deviation of the flux variations of the 20 brightest stars, as compared to a reference image from the sequence. If this variation was higher than 3%, then we considered that the images of that target were not taken in photometric conditions ('patchy clouds' in table 2. IV and table 2. V); otherwise we considered that the images were taken under photometric conditions ('phot' in table 2. IV and table 2. V).

All of our CFHT images were taken in good conditions, with seeing around 0.6 for MegaCam and 1.1 for WIRCcam, but we still checked the flux variations between images for a given target on a given night to make sure that the observations were acquired in photometric conditions.

Our final, stacked images in z'_{ab} and J were calibrated in flux by comparison with the Sloan Digital Sky Survey catalog (SDSS DR9; Ahn et al., 2012) or the 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources (Cutri et al., 2003), respectively. If SDSS data were not available for a given field, we used either PanSTARRS (Chambers & Team, 2018) z_{p1} data (available for 55 of our targets with dec > -30) or SkyMapper (Wolf et al., 2018) z' data (available for 79 of our targets). The PanSTARRS filters (g_{p1} , r_{p1} , i_{p1} , z_{p1} , y_{p1} , w_{p1}) are not the same as the SDSS filters, so we used the Tonry et al. (2012) color corrections to convert the PanSTARRS magnitudes to SDSS magnitudes. For the J band, if too few stars in our images

were in the 2MASS PSC, we used deeper data from the VISTA Hemisphere Survey (VHS; McMahon et al., 2013) or archival observations from the Observatoire du Mont Mégantic obtained using the Spectrographe infrarouge de Montréal (SIMON) (Albert, 2006).

For a given image, the magnitude that produces one count per second on the detector, or the zero point, was calculated for each individual point source in common between our image and the catalog, based on the difference between the magnitude extracted from our image and the magnitude taken from the catalog. Then, the zero point of the image was taken to be the median of the individual zero points, and the error was computed by taking the standard deviation of those individual zero points divided by the square root of the number of sources.

When no catalog data were available for a given image, or when less than 5 objects with a magnitude measurement were available in the field of view, we used as a zero point the median zero point for the given observing condition ('phot' or 'patchy clouds'), instrument and filter of the image. This occurred for 16 of our J -band images and 48 of our z'_{ab} -band images. In the J band, we obtained a zero point of 22.4 ± 0.7 and 22.1 ± 0.9 with Gemini/F2, and 22.5 ± 0.8 and 22.7 ± 0.6 with CFHT/WIRCam, for photometric and non-photometric conditions respectively. In the z -band, we calculated a median zero point of 24.5 ± 0.3 and 24.6 ± 0.5 with CFHT/MegaCam and 29.7 ± 2 and 28.9 ± 2.3 with Gemini/GMOSS, for photometric and non-photometric conditions respectively.

2.2.5. Follow-up observations

Our search for planetary mass object revealed a number of candidates (see Section 2.3.2.3) that motivated us to obtain follow-up observations.

An astrometric follow-up was carried out between 2016 and 2017 in the J -band, with either CFHT/WIRCam or Gemini-South/Flamingos2. Only J -band images were obtained as it is in this band that the SNR of the candidate is highest. We used the same observation parameters as for the first epoch observations. We obtained proper motions follow-up in the J band for 4 candidate companions.

2.3. Results

The ground-based observations described earlier were designed to reach a limiting magnitude of $z = 24$ mag at 3σ and $J=21$ mag at 7σ . In practice, we achieved a median [AB] limiting magnitude in the z -band of 23.4 ± 1.2 mag with CFHT/MegaCam and 23.7 ± 1.2 mag with Gemini/GMOS-S, at 3σ . In the J -band, we achieved a 7σ median Vega limiting magnitude of 21.2 ± 0.5 mag with CFHT/WIRCam and 21.0 ± 0.8 mag with Gemini/F2. For the *Spitzer*/IRAC observations, we reached a median magnitude limit of 18.5 ± 0.9 mag at [3.6] at 5σ and 18.5 ± 0.8 mag at [4.5] at 3σ .

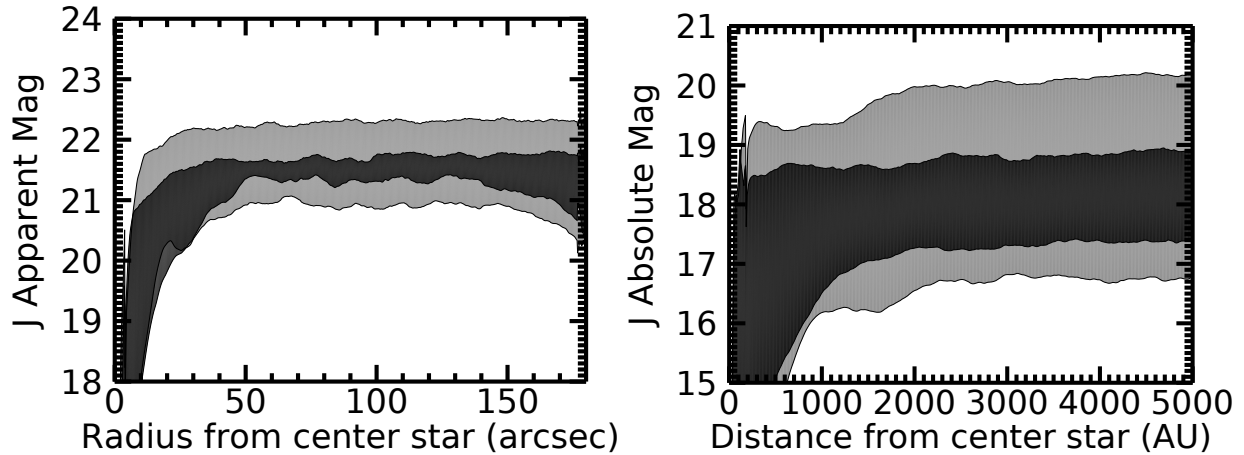


Fig. 2.4 Detection limits for all of our stacked J -band images observed with Flamingos-2 at Gemini-South or WIRCcam at CFHT. The left panel shows limiting apparent magnitudes as a function of the projected separation from the target star in arcseconds. The right panel shows the corresponding absolute magnitudes at the distance of the star as a function of projected separation from the star in AU (with a cutoff at 5000 AU). 50% of the detection limit curves fall inside the black region while the grey region contains 80% of the curves.

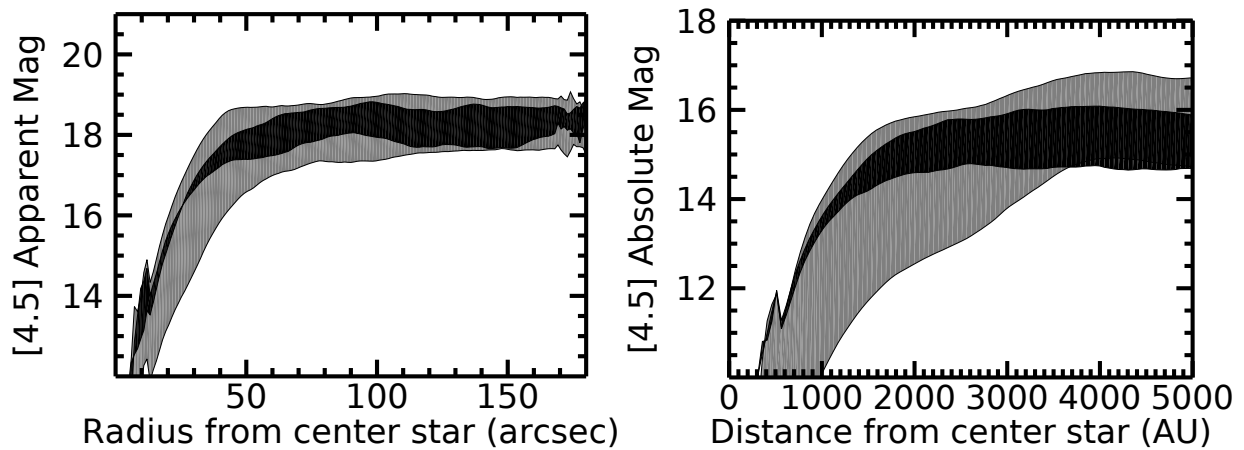


Fig. 2.5 Same as 2.4 for the *Spitzer*/IRAC observations.

2.3.1. Detection Limits

The sensitivities to companions, in terms of limiting magnitudes, were evaluated for each J -band stacked image and [4.5] image as a function of the radial distance from the target star. For each radius from the central star, aperture photometry was performed by obtaining the flux inside 100 apertures of radius of 1 FWHM and a sky annulus between 4 to 6 FWHM. The limiting flux at each radius is the standard deviation of these 100 fluxes and it was then converted into magnitudes to get these 7σ limiting magnitudes. These results are presented in Figure 2.4 for the J -band images and in Figure 2.5 for the [4.5] images. They show that

the limiting magnitudes initially grow with increasing distance from the central star, and then reach a plateau. The black region of the plots contain 50% of the detection limit curves while 80% of the curves fall inside the grey region. For the J -band images, the plateau is reached at $\sim 30''$ at a magnitude of $J \sim 21.5$ mag for 50% of our target stars (the black region). The curves are truncated at about $180''$, which corresponds to the limit of the field of view of the Flamingos-2 images. The plateau is reached at a projected physical separation of 1000 AU for an average star of our sample. For our [4.5] images, the plateau at magnitude ~ 18.5 is reached at a radius of $\sim 50''$ for 50% of the stars of the sample (the black region). We used the same cut-off as the J -band images. Tables 2. VI and 2. VII present, respectively for the J -band and [4.5] images, the 7σ detection limits for each target over the plateau along with the minimum and maximum separations (in arcsec and AU) where these limits are valid (defined as the range for which the detection limit is at most 1 magnitude brighter than the plateau value given, to accommodate for small fluctuations with separations).

The limiting magnitudes can be converted to limiting masses using evolutionary models at the ages of our targets (which range between 10 and 150 Myr). We used the COND models from Baraffe et al. (2003) to infer the masses. These models assume a hot start, which as described by Bowler (2016), corresponds to idealized initial conditions and an arbitrarily large initial radius. This model is thus optimistic as it represents more luminous planets than cold start models. The mass limit reached over the sensitivity plateau for each target is indicated in Table 2. VI and 2. VII.

2.3.2. Candidate Search

We searched for and identified candidates in our imaging based on their $z'_{ab} - J$ and [3.6] – [4.5] colors. We started by identifying all point sources in the J -band images using the IDL `find` procedure (from Astrolib) and then fitted a 2D Gaussian function to each of them to get a more precise position. At this step, sources with an elongated PSF were rejected, as a first attempt to exclude extra galactic contaminants. We also rejected sources too close to the edge of the field (for F2 or GMOS-S) and sources that were saturated in either band. We used coordinates measured in our J -band images to identify sources in the z'_{ab} -band images. In both bands, we used aperture photometry with a radius of 1 FWHM and a sky sampling annulus extending between 2 and 3 FWHM to retrieve the instrumental flux of each source. We kept only point sources detected at 7σ in J , 5σ in [4.5] and 3σ in [3.6]. At a distance of > 20 pc, which is the case for 90% of the stars in our sample, a radius of 5000 AU fits in the field of view of the *Spitzer*/IRAC images. For that reason, we searched for candidates only inside a projected separation of 5000 AU from the target stars.

We found the center of the target star by fitting a 2D Gaussian to the PSF, for stars that were not saturated. However, most of our targets were saturated in our J -band images. Thus, we used the *Gaia* DR1 catalog (Gaia Collaboration et al., 2016) to find an approximated

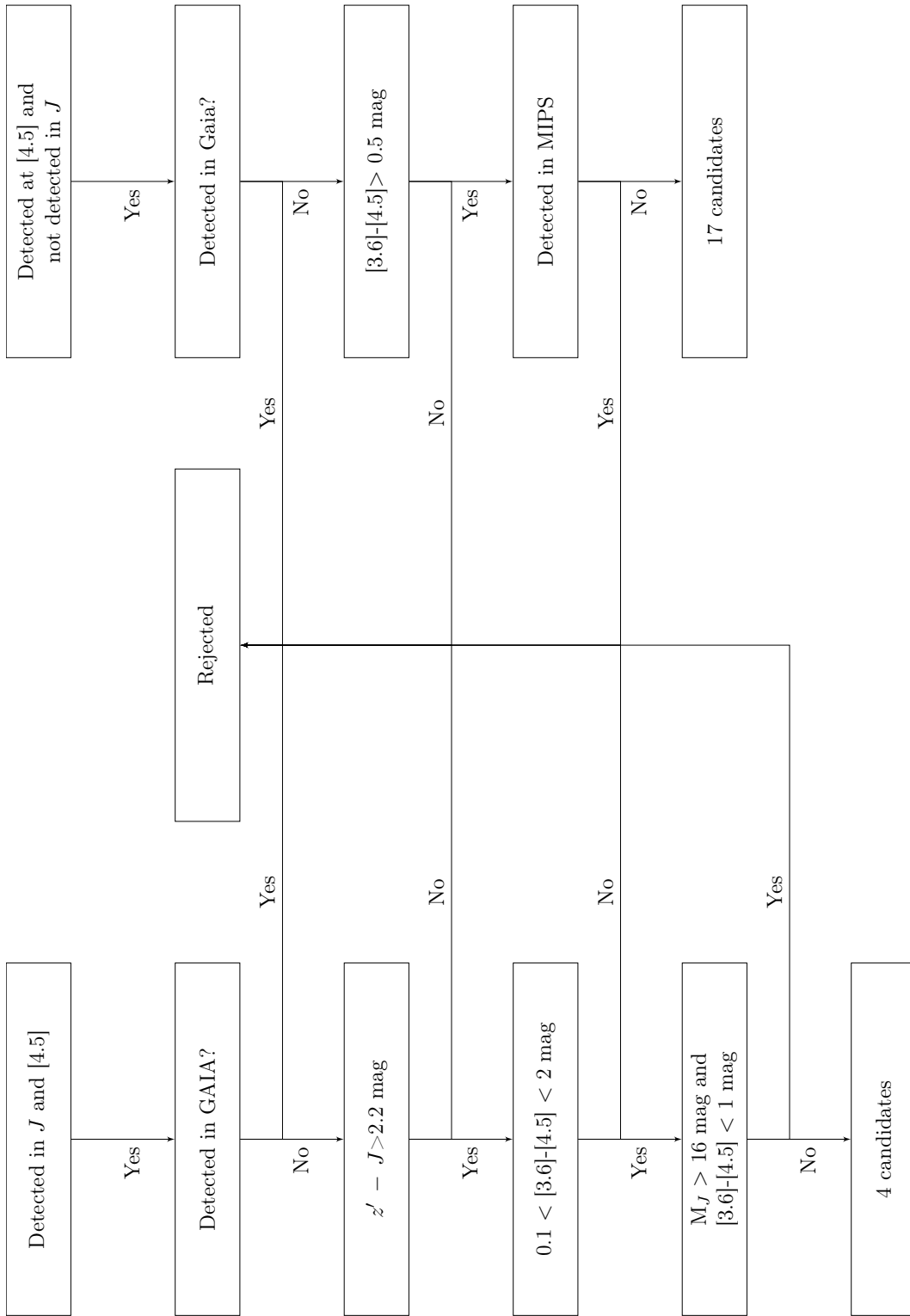


Fig. 2.6 Flowchart of the candidate selection for candidates detected in the *J*-band on the left and the IRAC-only candidates on the right.

position of the star. We then used the known proper motion of the star to compute the position at the time the image was obtained. If *Gaia* data were not available, we fitted a 2D Gaussian to the PSF, where all of the saturated pixels were given the maximum value possible for a pixel. For the IRAC images, the center of the stars was obtained during the PSF removal process.

2.3.2.1. Colors

For the ages of our target stars, 10–150 Myr, the transition between brown dwarfs and planets happens between L1/L2 and L5/L6 based on AMES.Cond models (Baraffe et al., 2003). As mentioned above (and see Figure 2.2), early-type L dwarfs have a $z'_{ab} - J$ color $\gtrsim 2.5$ mag. Considering our errors on magnitudes and zero points, we selected only sources with $z'_{ab} - J > 2.2$. Per the above discussion, this same color cut is also sensitive to T and Y dwarfs, which can be identified either through detection in both bands or as z'_{ab} dropouts (in the cases without detection in z'_{ab} , we get only a lower limit on the $z'_{ab} - J$ color). Thus at this stage, we kept all sources with $z'_{ab} - J > 2.2$ mag, including all the z'_{ab} dropouts.

As a second step, we removed any source that has a counterpart in the *Gaia* DR1 DR1 catalog (Gaia Collaboration et al., 2016). *Gaia* can detect objects with magnitude as low as $G=20$. Based on the relationship between $G - J$ and the spectral type of L dwarfs from Smart et al. (2017), using the expected J magnitude of L dwarfs from Faherty et al. (2016), and assuming a distance of 42 pc (the median distance of our sample), the cut in *Gaia* magnitudes rejects objects earlier than $\sim L2$.

Then, we compared the $z'_{ab} - J$ colors and $[3.6] - [4.5]$ colors of our candidates to typical colors of ultracool field dwarfs (Dupuy & Liu, 2012), see Figure 2.7. This figure shows all point sources in a radius of 5000 AU in the J -band image for an average target of the sample for which there was no candidate detected. The solid black line represents the expected colors for L to T dwarfs according to Dupuy & Liu (2012). We kept as candidates only the detections with $[3.6] - [4.5] \sim 0.1$ to 2 mag, as this is the expected interval for T dwarf’s colors. We also kept as candidate source with $M_J < 16$ mag and $[3.6] - [4.5] < 1$ mag or $M_J > 16$ mag and $[3.6] - [4.5] > 1$ mag. Figure 2.6, right, presents the flowchart of the candidate selection for the candidates detected in the J band.

In some cases, a source was detected at 5σ in our IRAC data but we found no counterpart in our J or z'_{ab} imaging, respectively at 7 and 3σ . Unambiguous IRAC-only detection of planets is possible only if $[3.6] - [4.5] > 2$, which corresponds to our detection limits of ~ 21 in the J band, or $M_J \sim 18$ (T8.5) at 50 pc according to AMES.Cond models. However, most of our IRAC-only detection had $0.5 < [3.6] - [4.5] < 2$. As the color in those bands for young 2 Mjup objects is rather uncertain, we decided to follow-up these sources anyway. Thus from the IRAC-only detection, we selected only sources with $[3.6] - [4.5] > 0.5$ and no *Gaia* detection. In addition, as the absolute magnitudes of young planetary mass objects

analog to T dwarfs are not well known, we kept only sources with a $[4.5]$ absolute magnitude within 0.75 mag from the typical values of field T dwarfs, see Figure 2.8. This method has uncovered 79 candidates with the expected colors of T dwarfs. Figure 2.6, on the right, presents the flowchart of the candidate selection for the candidates not detected in the J band.

The color criteria above yielded typically a few candidates per field. However, most were easily discarded by either looking at the stacked images or the individual frames: some had an elongated PSF that escaped our automatic cut, some fell out of the detector in one or more frames of the dither pattern biasing their photometry, some were due to a persistence signal from a bright star that was on the same part of the detector in a previous frame (for the WIRC*am* images), and some fell over the spider diffraction spikes of the host star. After these initial verifications, our search yielded 4 candidates with J -band detection and 48 candidates with IRAC-only detections.

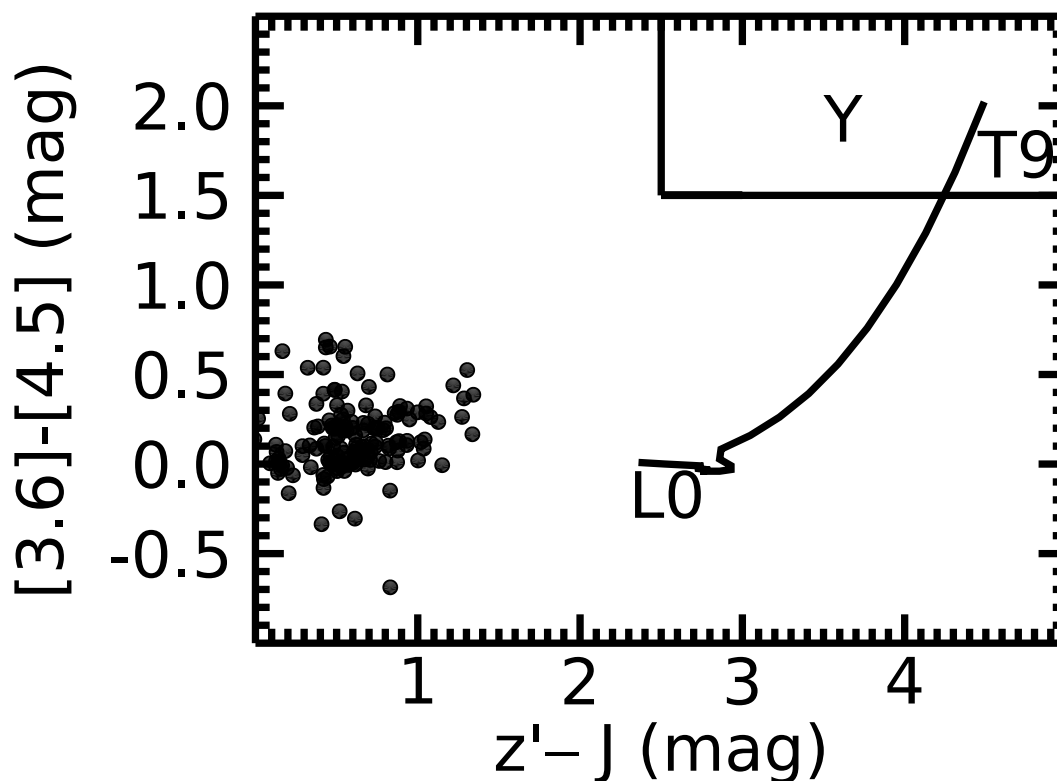


Fig. 2.7 Color-color diagram for HIP 26453, a known member of Columba. The dots represent all sources detected in our J -band imaging, and without detection in *Gaia*, within a radius of 5000 AU from the target star. The solid line shows the expected color sequence for spectral types L to T from Dupuy & Liu (2012). The box represents the expected colors for early Y dwarfs. No candidates were detected in this field.

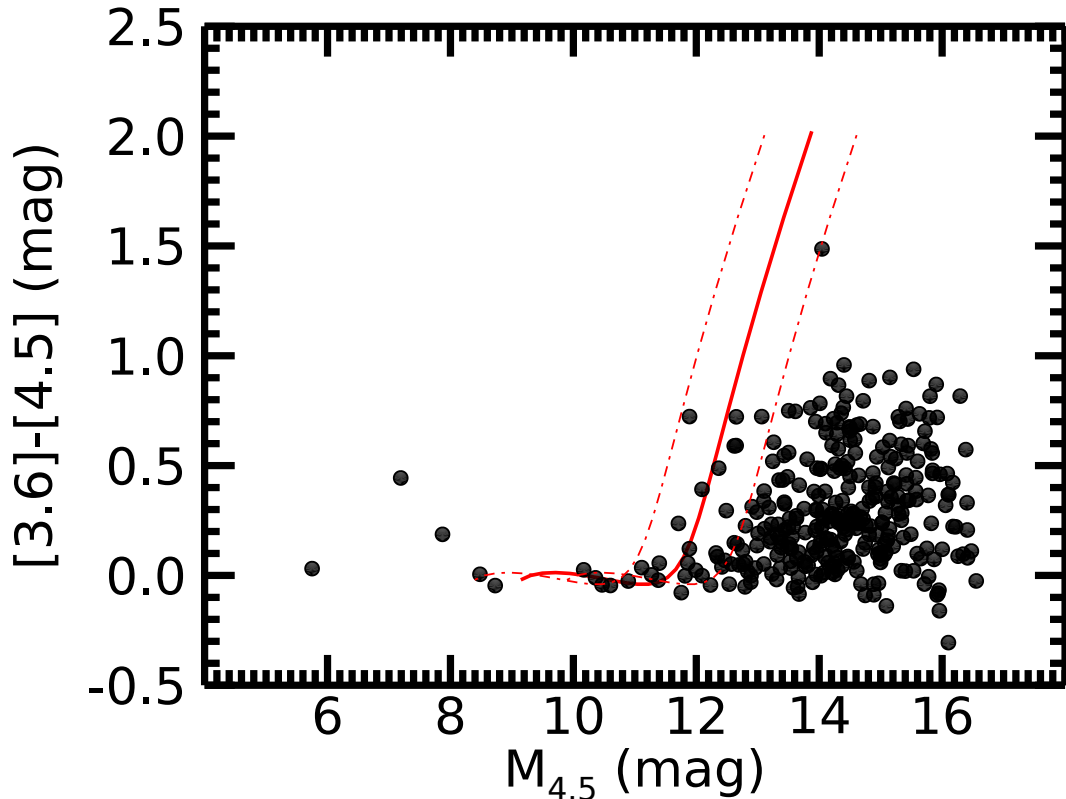


Fig. 2.8 $[3.6] - [4.5]$ color of sources detected in our Spitzer imaging of HIP 11152 versus their $[4.5]$ absolute magnitude at the distance of the target star. The solid red line corresponds to the colors of M6 to T9 dwarf from Dupuy & Liu (2012). The dotted lines on either sides represented a spread of 0.75 magnitude. The dots are all the point sources presents in a sphere of 5000 AU around the central star for which there is no detection in the optical. One point source has colors consistent with a late T dwarf at the right absolute magnitude. This point source is not detected in the z'_{ab} nor J images. While it is expected for a planetary mass companion to be undetected in z'_{ab} , it should have been detected in J images, given our detection limits. It is thus likely that the candidate is in fact an extragalactic contaminant.

2.3.2.2. Cross-match with the 2MASS catalog

The detection method described earlier is not sensitive to companions with spectral type earlier than early L dwarf. Instead, the latest M to early L-type dwarf companions can be identified through a search for common proper motion based on a comparison of our J -band images with 2MASS images, given the ~ 15 years baseline between them. We performed such a proper motion comparison for all sources with $J < 16.5$ mag.

This search identified one candidate with a proper motion consistent with a target star. It is TWA30B, an M4V dwarf companion of TWA30 – an M5 dwarf member of the TW Hydrae association – at a separation of 3400 AU and which was discovered previously by Looper et al. (2010).

2.3.2.3. Follow-up of candidates

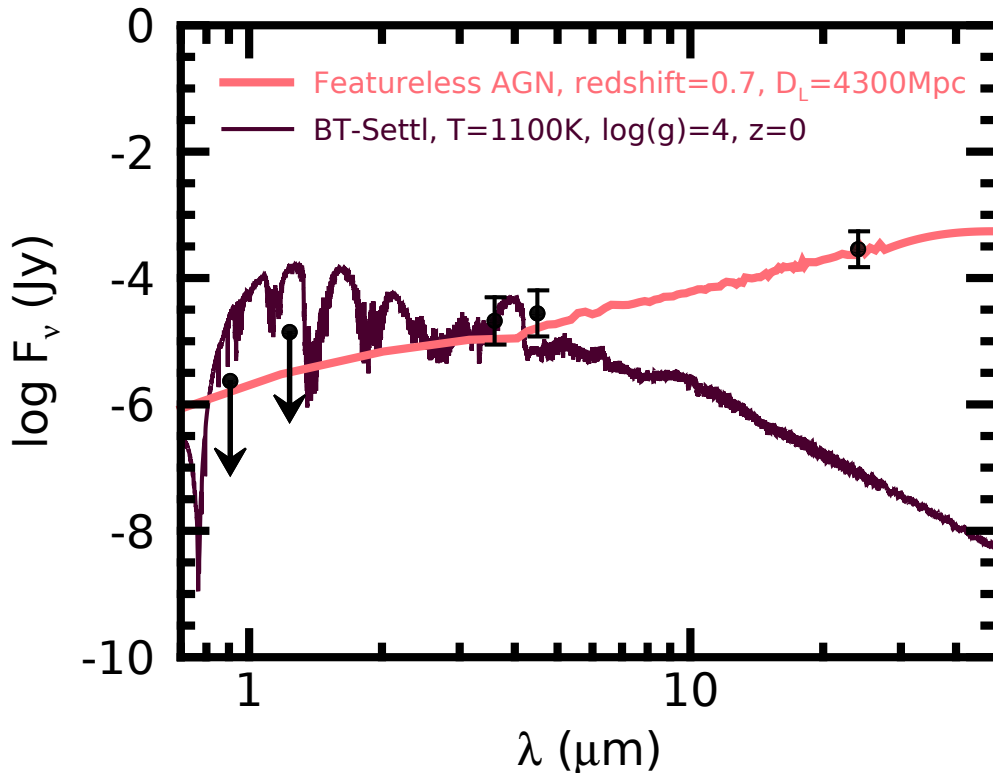


Fig. 2.9 Photometric data for one candidate that has a large $[3.6] - [4.5]$ color but no detection in z'_{ab} and J . The data are compared to the model spectrum of an object with a $T_{\text{eff}} = 1100$ K, $\log g = 4$ and $z = 0$ from BT-Settl (purple) and to the spectrum of a featureless AGN with a redshift of 0.7 and a $D_L = 4300$ Mpc (magenta, from Kirkpatrick et al., 2012a). We see that the detection at $24 \mu\text{m}$ makes it very easy to untangle between a mid-T dwarf and a AGN.

The follow-up of our candidate companions includes 3 different types of observations. First of all, IRAC-only detections were studied in greater details by using MIPS data. A photometric follow-up was obtained to try to identify puzzling objects with very red $[3.6] - [4.5]$ colors and no detection the z'_{ab} and J bands. Lastly, a proper motion follow-up was obtained for all candidates detected in J that survived the color cuts and verifications.

Our search for candidates in the *Spitzer*/IRAC images yielded 48 candidates with $[3.6] - [4.5] > 0.5$ and no detection in z' or J . Figure 2.8 shows all the point sources detected in $[3.6]$ and $[4.5]$ in a given field and for which no visible counterpart was found (from the *Gaia* DR1 catalog). Faint, red objects like this certainly constitute interesting planetary mass candidates, as indeed it is expected for such objects to be z' dropouts. Yet given our limits it is unexpected for them to be unseen in J . Other astrophysical sources that may have similar photometric properties include galaxies and active galactic nuclei (AGNs).

Figure 2.9 shows the expected SED of a low-mass object with an effective temperature of 1100 K compared to the SED of a featureless AGN. As the Figure illustrates, it is difficult to untangle AGNs from planetary candidates using [3.6] and [4.5] photometry alone, but photometry at 24 μm is a very good discriminator. We used the MIPS 24 μm images mentioned above, reaching a limiting magnitude of 12.5 at 1σ in that band for most targets, to see if our candidates were detected at that wavelength, which would be incompatible with a planetary mass object. This enabled us to reject 31 of our remaining IRAC-only candidates and to identify them as extra-galactic contaminants. We checked archives to see if those MIPS detection are associated with X-ray or radio emission, but none of them are already known as AGN.

After this cut, 17 IRAC-only candidates remain. Figure 2.10 shows the colors and magnitudes of the candidates compared to different models as well as to photometric data from known young T dwarfs. Of those 17 candidates, 4 were observed by MIPS but not detected. These candidates have [3.6] – [4.5] = 0.7 to 0.9 mag and [4.5] magnitudes between between 15.8 mag and 17.5 mag. Using only their IRAC color and assuming that they are T dwarfs and that the BT-Settl/Ames.Cond model are valid, one would expect them to have $M_J \sim 15$ mag, which would have been detected by our survey. As these candidates show no detection in our J -band imaging, we rejected those 4 candidates. The last 13 candidates were not observed by MIPS. Those candidates have [3.6] – [4.5] colors between 0.6 mag and 1.3 mag and [4.5] magnitudes between 15.2 and 16.9 mag. Using the same thought process as for the candidates not seen in MIPS, we see that those candidates also should have been seen in the J band, but they were not detected. We thus reject the last 13 candidates such that no IRAC-only candidate remain. However, we decided to list those 17 rejected candidates in the interest of completeness, as we cannot identify the nature of the candidates at this stage, and because models might not reproduce accurately the colors of young late T to early Y dwarfs. Table 2. VIII lists them all, with their RA, DEC, associated host star, limiting magnitude in z' and J , apparent magnitude in [3.6] and [4.5], separation in AU from the host star, and distance of the host star in pc. These unknown objects are possibly Ultra Luminous Galaxies (ULIRGS). ULIRGS are identified by their red [3.6]-[4.5] > 0.5 colors meaning that they share colors with T dwarfs. Daddi et al. (2007) have shown that ULIRGS from the GOODS sample, with $0.7 < z < 1.3$ have a space density of $2 \times 10^{-5} Mpc^{-3}$. At a luminosity distance corresponding to a redshift of $z=1$, about 3 ULIRGS should have been found per *Spitzer*/IRAC field. As ULIRGS have $F_\nu \sim 10 \mu Jy$ for $z \sim 1$ to 2 (Kirkpatrick et al., 2012b), they are expected to be detected in our images.

A proper motion follow-up was obtained for all 4 candidates identified through their $z' - J$ and [3.6] – [4.5] colors. It was carried out between 2016 and 2017 both at CFHT and at Gemini-South. Table 2. IX lists the candidates with their RA, DEC, host stars, $M_{z'}$, M_J , $M_{3.6}$, $M_{4.5}$, separation in AU, pmra, pmdec and the number of sigma at which the

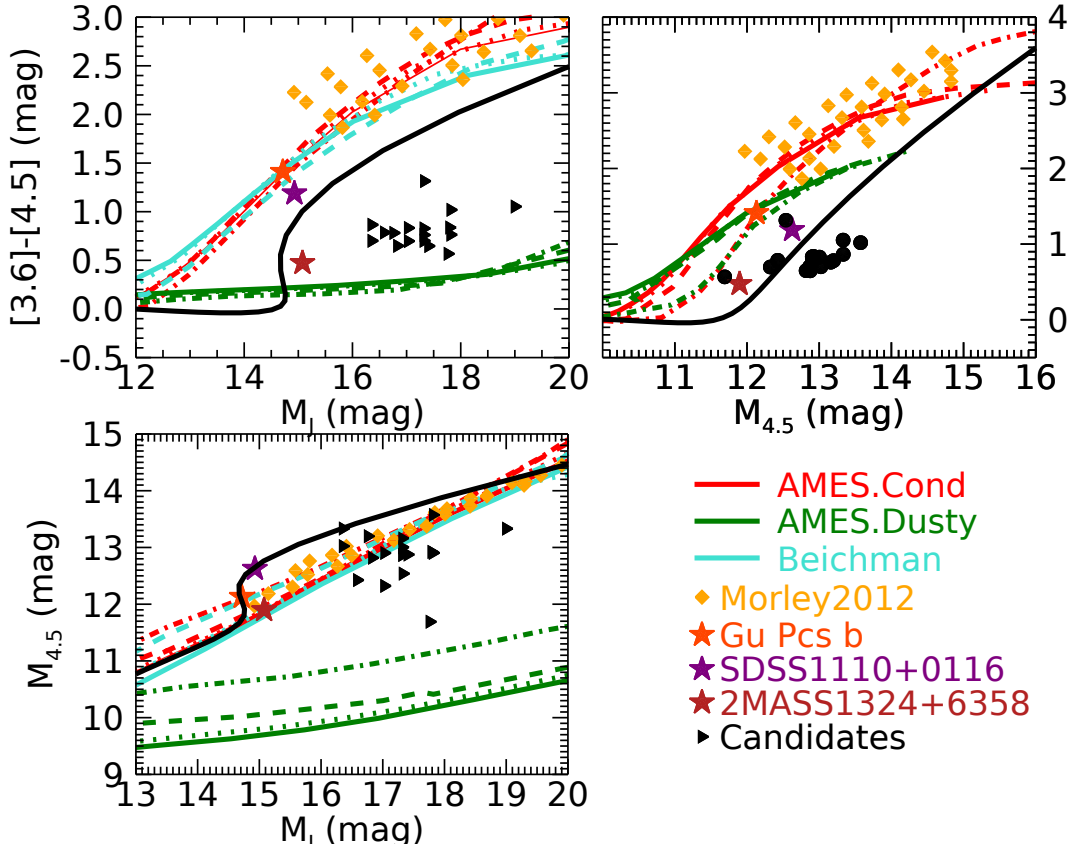


Fig. 2.10 Colors of our 17 *Spitzer*/*IRAC*-only candidates remaining after the MIPS detection cut (triangles, upper limits in *J*-band). $[3.6] - [4.5]$ colors versus absolute *J* magnitude are shown on the upper left while $[3.6] - [4.5]$ colors versus absolute $[4.5]$ magnitudes are displayed on the upper right. The lower left shows absolute $[4.5]$ magnitudes vs absolute *J* magnitudes. Colors for M6 to T9 dwarfs from Dupuy & Liu (2012) are shown with a black line. The red curves represent the Ames.Cond models (Baraffe et al., 2003) at 10, 20, 120 and 5000 Myr, using respectively the solid, dotted, dashed and dash-dotted line. Also shown are models from Beichman et al. (2014) in cyan, Mordasini et al. (2012) in yellow and Ames.Dusty in green. Photometric data for 3 young T dwarfs are also shown by an orange star for Gu Psc b (Naud et al., 2014), a purple star for SDSS1110+0116 (Gagné et al., 2015a) and a red orange star for 2MASS1324+6358 (Gagné et al., 2018a). While the candidate companions have similar $[3.6]-[4.5]$ colors versus $[4.5]$ as the young T dwarfs, they are too faint in the *J* band to be considered planetary objects.

proper motion of the candidate differ from the host star's proper motion. The candidates are rejected at 3σ or higher.

2.4. Analysis and discussion

2.4.1. Sensitivity and completeness

For each image of our survey, the sensitivity to planets of a given semi-major axis and mass can be determined using the limiting magnitude reached as a function of the projected

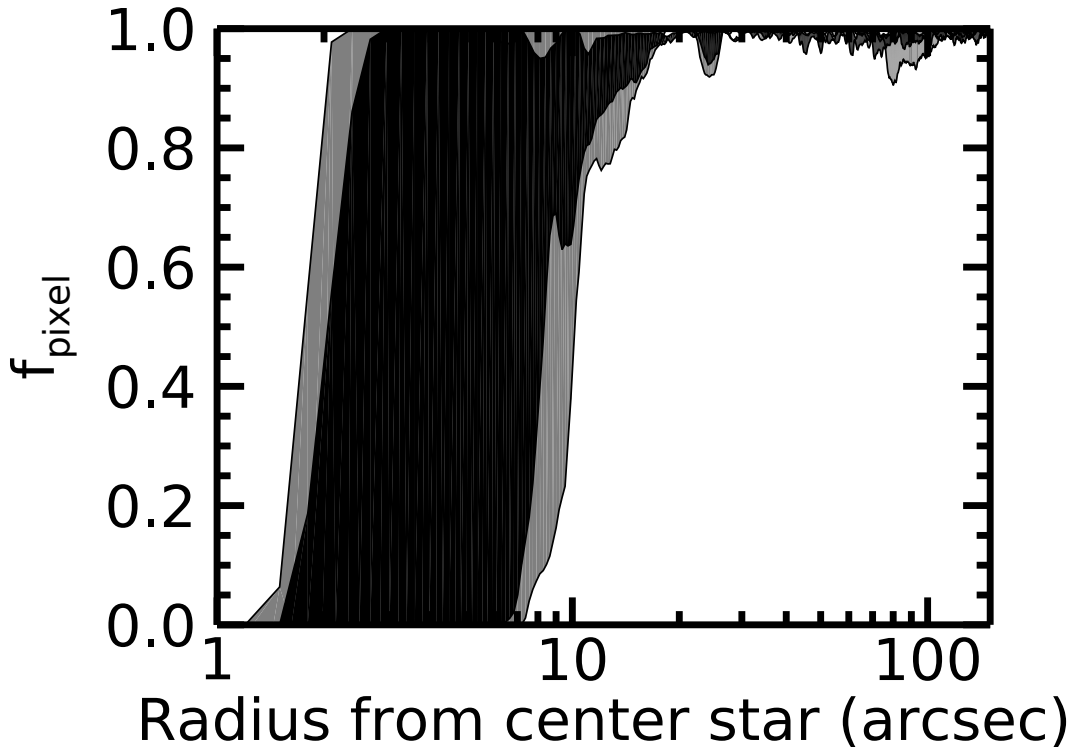


Fig. 2.11 Fraction of clean pixels where a companion could be detected as a function of the separation from the target star in the J -band images. 50% of the stars have a fraction of pixel that is included in the black area while the grey area represents 80% of the stars. For most stars, the fraction of clean pixels reaches 90% at 10".

separations from the star and the corresponding fraction of pixels where a companion could have been detected. In computing these detection completeness maps for all stars in our sample, we adopted an approach similar to that of Nielsen et al. (2008) and Naud et al. (2017), relying on a Monte Carlo simulation.

First, for a given image and a given separation from the star, the fraction of clean pixels, i.e., pixels where a companion could have been detected if indeed it was present, was simply determined by counting pixels at that separation that were not flagged as bad, not saturated, and not affected by the presence of a star. Figures 2.11 and 2.12 show this fraction as a function of separation from the star for the J -band images and the [4.5]-band images, respectively. In most cases, at 10" the fraction reaches 0.9 for the J -band images and 0.98 for the [4.5]-band images. In a few cases, the target star is in the galactic plane, making the detection of a companion harder and the fraction lower. Huge variations in f_{pixel} at smaller separations come from the different magnitude of the central stars, and the associated different areas affected by saturation. Some stars of the sample are very saturated and thus f_{pixel} is very low at small separation while the M dwarfs of our sample are not saturated and thus a higher f_{pixel} is reached at smaller separations. In general, the fraction of pixel for an individual target can be fitted by a logistic function with the shape of

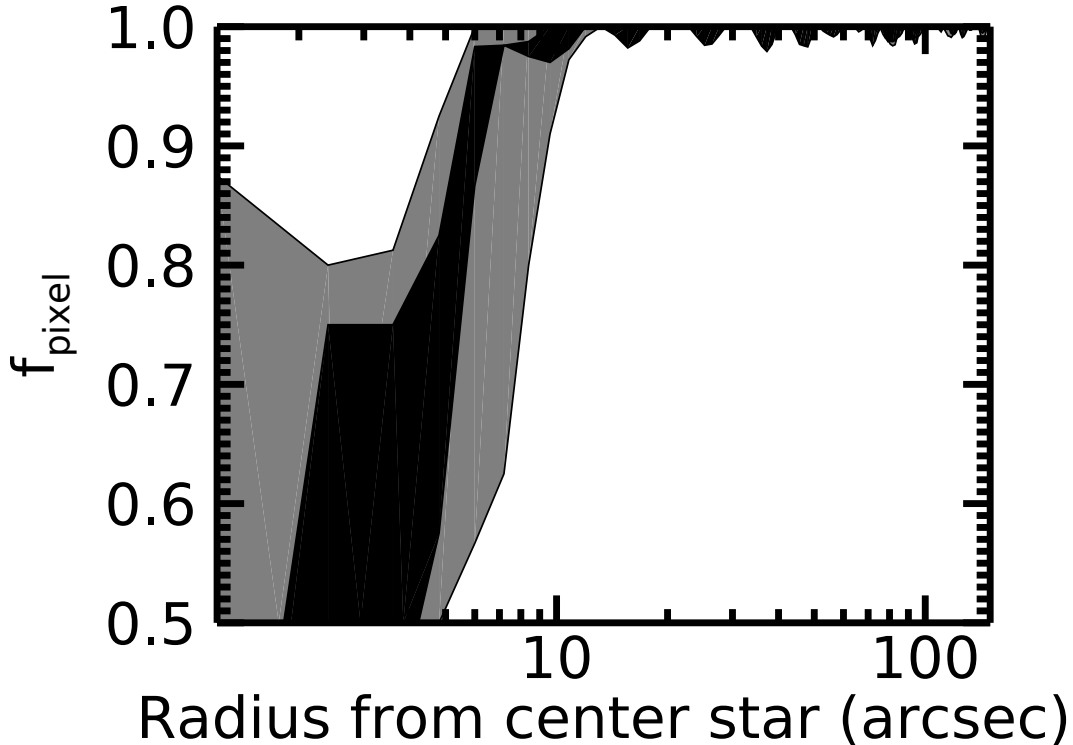


Fig. 2.12 Same as 2.11 for *Spitzer*/IRAC observations at [4.5]. For most stars, the fraction of clean pixels reaches 98% at 10".

$1/(e^{-a_0(x-a_1)} + e^{a_2})$, where a_0 is the steepness of the curve, a_1 is the x-values of the mid point and a_2 is typically close to 0. Table X and Table XI show the values of the 3 parameters for each target of the sample for the *J*-band and [4.5] images respectively (a_0 varies from -10 to 40, a_1 goes from 0 to 14, and a_2 is close to 0).

Next, we defined a grid of masses and semi-major axes, with the masses equally spaced in logarithmic scale between 0.5 and 15 M_{Jup} and the semi-major axes equally spaced in logarithmic scale between 100 and 5000 AU. For each point of the grid, we simulated 10^4 planets. Each planet has an eccentricity taken randomly from the eccentricity distribution reported in Kipping (2013), which is taken from the eccentricity from RV planets. Then we used the method of Brandeker et al. (2006) and Brandt et al. (2014) to find the instantaneous projected separation of each planet, given their eccentricity, semi-major axis, and some random inclination and time of observation. The projected separation in AU was finally converted to a projected angular separation in arcsec by dividing by the star distance, which is sampled uniformly within its interval of uncertainty.

For each grid point, we converted the mass into a *J*-band absolute magnitude using the AMES.Cond evolution models (Baraffe et al., 2003) and the ages of the targets from Table 2. I and Table 2. III. We randomly sampled the age of each generated planet uniformly between the uncertainties given for the appropriate moving group (see Table 2. I). We

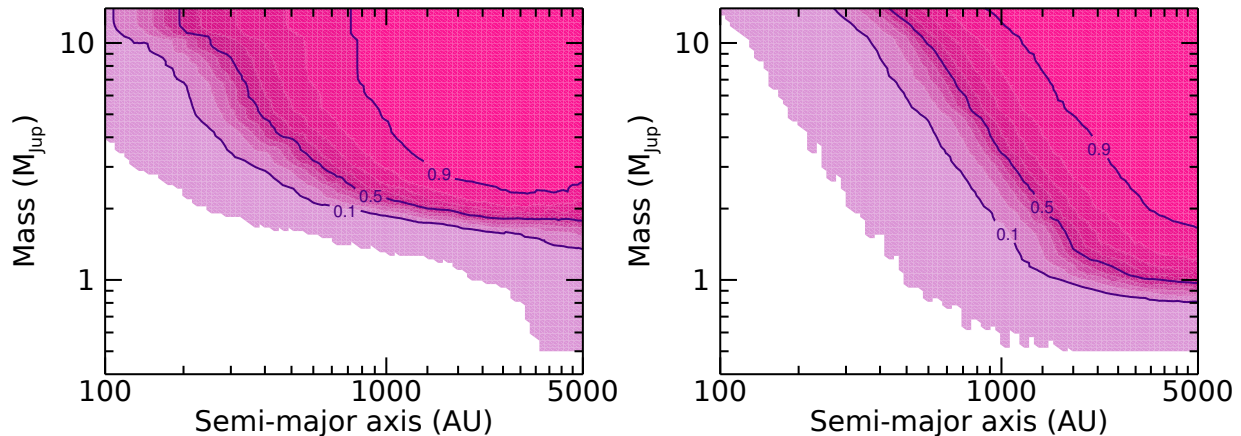


Fig. 2.13 Completeness map for the J -band images on the left and for the $[4.5]$ images on the right. They show the probability of detecting a planet with a mass between 1 and $13 M_{\text{Jup}}$ as a function of the separation from the host star. Curves for 10%, 50% and 90% are shown.

then used the known distance of the star to convert the planets' absolute magnitudes to apparent magnitudes, and compared these to the detection limits found earlier to assess the detectability of each planet. If a planet was brighter than the detection limit, we used the fraction of clean pixels found earlier at that separation as the detection probability; otherwise the planet was assigned a detection probability of zero. This was repeated for each simulated planet, and the results were averaged to find the probability of detection at each point of the grid.

This procedure was repeated for all targets of the sample. The sensitivity of the whole survey was calculated by taking the median of all the detection probability maps. Two completeness maps were made this way, one for the J -band images (Figure 2.13, left) and one for the $[4.5]$ -band images (Figure 2.13, right). The ground-based survey is mostly sensitive to objects with masses higher than $2 M_{\text{Jup}}$ with a semi-major axis of more than 1000 AU while the *Spitzer* survey is sensitive to planets slightly less massive (down to $1 M_{\text{Jup}}$) at larger separations.

The completeness maps for each star of the sample and for both J and $[4.5]$ bands were combined to build the overall completeness map of the survey. For each star at each point of the grid, the highest probability was taken between the completeness map of the J -band images and the $[4.5]$ images. The two-band combined completeness maps were then averaged over all stars to obtain the overall survey completeness maps, see Figure 2.14. Figure 2.15 shows the mean detection probability as a function of semi-major axis for planetary objects with masses of $1 M_{\text{Jup}}$, $2 M_{\text{Jup}}$, $3 M_{\text{Jup}}$ and $13 M_{\text{Jup}}$, taken from the overall completeness map of the survey. The maximal probabilities of detection are respectively 64%, 95%, 98%, and 99%. Our survey is mostly sensitive to planets with masses of $2 M_{\text{Jup}}$ and above, as the detection probability falls very rapidly between 2 and $1 M_{\text{Jup}}$.

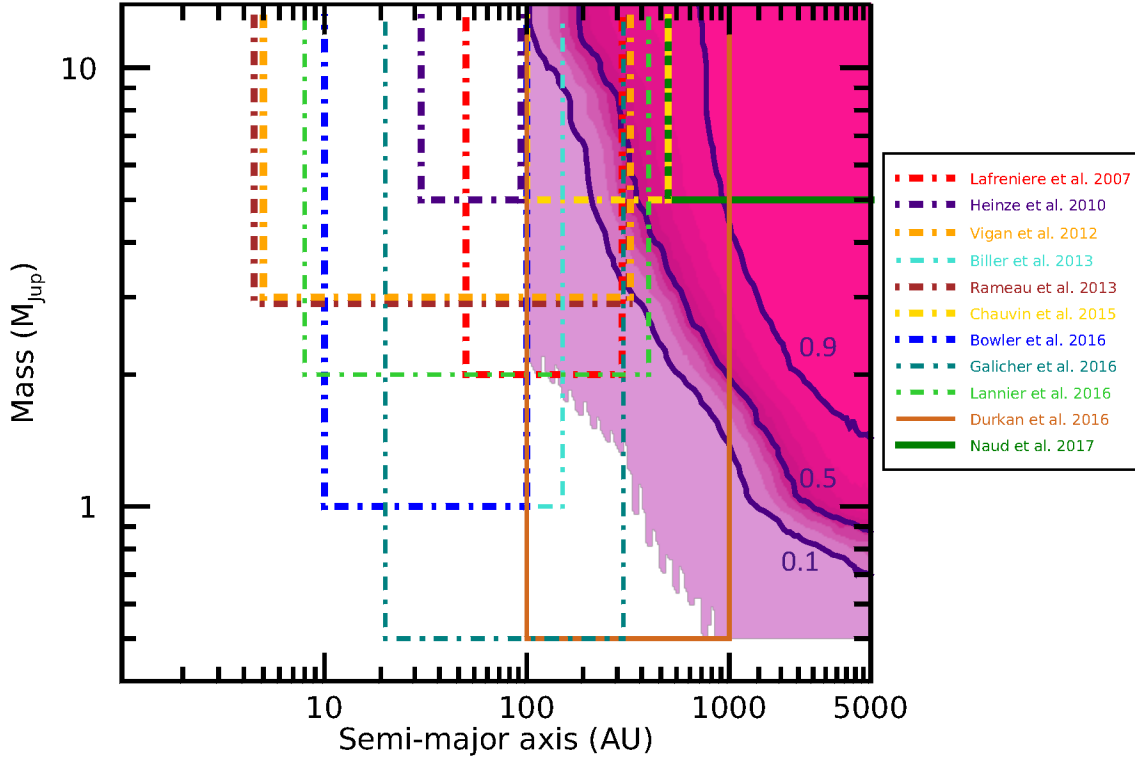


Fig. 2.14 Overall completeness map for our survey. Our results are shown in shades of magenta and the contours correspond to the probability of detecting a planet of a given mass and semi-major axis. The solid green box is the PSYM-WIDE survey (Naud et al., 2017), the solid brown box is the survey of Durkan et al. (2016), and the dashed-dotted boxes correspond to high contrast direct imaging surveys: PALMS in blue (Bowler, 2016), GPDS in red (Lafrenière et al., 2007b), NaCo Survey of Young Nearby Dusty Stars (Rameau et al., 2013b) in brown, NaCo-LP in yellow (Chauvin et al., 2015), IDPS-AF in orange (Vigan et al., 2012), MMT L' and M-band Survey of Nearby Sun-like Stars (Heinze et al., 2010a) in purple, Gemini NICI Planet-finding Campaign (Biller et al., 2013) in turquoise, MASSIVE in lime green (Lannier et al., 2016) and IDPS in olive green (Galicher et al., 2016). Our observations probe larger semi-major axes than AO imaging surveys, but are insensitive to semi-major axes where AO observations are mostly sensitive.

Our results probe an area of the semi-major axis–mass diagram that has not been studied before. Figure 2.14 shows our completeness map compared to the regions probed by the following other studies: the PSYM-WIDE survey (Naud et al., 2017), aiming at discovering planetary mass objects on wide orbits around K5-L5 dwarfs, the PALMS survey (Bowler, 2016), a deep coronagraphic study of 78 single young nearby (<40 pc) M dwarfs, the GPDS survey (Lafrenière et al., 2007b), a survey of young stars searching for giant planets on large orbits, the NaCo Survey of Young Nearby Dusty Stars (Rameau et al., 2013b), which targeted 59 young nearby AFGK stars, the NaCo-LP survey (Chauvin et al., 2015), which focused on 86 young, bright, and primarily FGK stars, the IDPS-AF survey (Vigan et al., 2012), which observed 42 AF stars, the MMT L' and M-band Survey of 54 nearby FGK

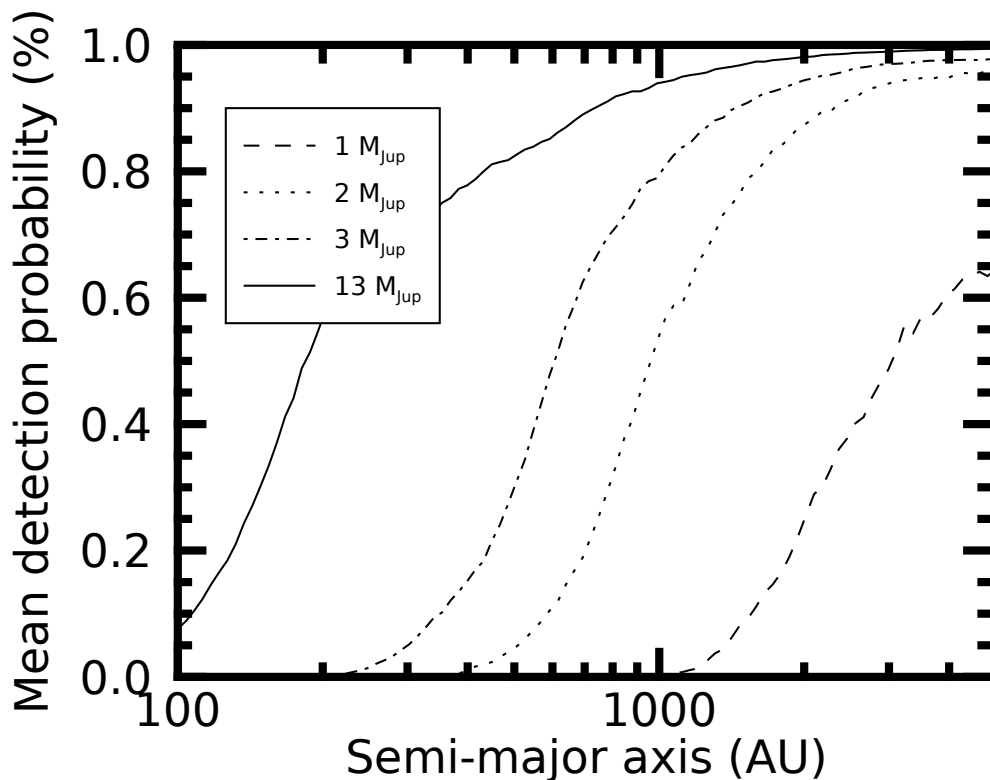


Fig. 2.15 Mean detection probability for $1 M_{\text{Jup}}$ (dash), $2 M_{\text{Jup}}$ (dot), $3 M_{\text{Jup}}$ (dash-dot) and $13 M_{\text{Jup}}$ (solid) companions as a function of the semi-major axis in AU.

stars (Heinze et al., 2010a), the Gemini NICI Planet-finding Campaign (Biller et al., 2013), which targeted 230 young stars of all spectral types, MASSIVE (Lannier et al., 2016), which targeted 58 young and nearby M-type dwarfs, the IDPS survey Galicher et al. (2016), which combine results for 292 young nearby stars and Durkan et al. (2016) who studied 121 nearby stars observed with *SPITZER*/IRAC. On the whole, this survey is a good complement to AO imaging surveys, being mostly sensitive at separations of several hundreds of AU but insensitive at semi-major axes of less than ~ 150 AU, where AO imaging surveys are most sensitive.

2.4.2. Constraints on additional companions in systems with known directly imaged companions

At least one planetary mass or brown dwarf companion was previously found around 6 stars in our sample; most of these companions were found using high-contrast AO imaging. Our search, being sensitive to much wider separations and reaching lower masses, adds valuable constraints on the presence of additional companions in these systems. We provide in Figure 2.16 the individual completeness maps from our survey for these six systems.

The companion Pz Tel B, a $36 \pm 6 M_{\text{Jup}}$ brown dwarf orbiting at 16.4 ± 1 AU from a pre-main sequence G9 star member of the β -Pictoris association, was found by [Biller et al. \(2010\)](#) using Gemini/NICI. We put constraints on the presence of companions at larger orbits (see [Figure 2.16](#), top left). At a confidence level of more than 90%, we can reject a companion with masses as low as $1\text{--}2 M_{\text{Jup}}$ at 2000–5000 AU.

The companion 2M1207 b, a $4 \pm 1 M_{\text{Jup}}$ object ([Chauvin et al., 2004](#)) orbiting at 46^{+37}_{-15} AU ([Blunt et al., 2017](#)) around the young brown dwarf TWA27, member of the TW Hydrae association at 52 pc, was discovered using VTL/NACO. Our survey put strong constraints on the presence of $> 10 M_{\text{Jup}}$ objects in the system, as they should have been detected at separations from 100 to 5000 AU. Moreover, at a distance of 1000 AU, the detection probability of $1 M_{\text{Jup}}$ object is about 80%. Our survey covers quite well the regime of separations > 1000 AU and masses $> 1 M_{\text{Jup}}$ (see [Figure 2.16](#), top right). No companion was detected by our survey.

[Chauvin et al. \(2005\)](#) found a $13.5 \pm 0.5 M_{\text{Jup}}$ object at 250 AU of AB Pic, a K2V star member of the Tucana-Horologium association, by using VLT/NACO. [Figure 2.16](#), middle left, presents the completeness reached by our survey. We put strong constraints on the presence of companions of $2M_{\text{Jup}}$ or more at separations higher than 1000 AU.

[Marois et al. \(2008, 2010\)](#) used AO observations with Keck/NIRC2 and Gemini/NIRI to find 4 planets of 7^{+4}_{-2} , 10^{+3}_{-3} , 10^{+3}_{-3} and $9^{+4}_{-4} M_{\text{Jup}}$ at respectively ~ 68 , 43, 27 and 17 AU from HR 8799 ([Wertz et al., 2017](#)), an A5V star member of the Columba association. We probed a region in mass that is equivalent to the planets already known, but at much larger semi-major axes. We put good constraints on the presence of companion with $\geq 4 M_{\text{Jup}}$ and semi-major axis greater than 1500 AU.

[Lagrange et al. \(2009\)](#) found a $12.7 \pm 0.3 M_{\text{Jup}}$ ([Morzinski et al., 2015](#)) planet at $9.2^{+1.5}_{-0.4}$ AU ([Millar-Blanchaer et al., 2015](#)) orbiting β Pictoris, an A6V star member of the β Pictoris association, using high-contrast VLT/NACO observations. Our observations put strong constraints on the existence of objects of $1 M_{\text{Jup}}$ or more at semi-major axes of > 1000 AU.

A $1\text{--}2 M_{\text{Jup}}$ ² ([Rajan et al., 2017](#)) object orbiting 51 Eri at ~ 14 AU, an F0IV star, was found by [Macintosh et al. \(2015\)](#) using Gemini/GPI. 51 Eri is part of a triple system, bound to and separated by ~ 2000 AU from GJ3305AB, an M+M binary of unresolved spectral type M0 ([Montet et al., 2015](#)). Our survey put strong constraints on the presence of companions of mass $> 1 M_{\text{Jup}}$ at semi-major axes between 100 and 5000 AU.

²This mass was inferred from hot start model from ([Marley et al., 2007](#)). It is also possible that the mass is anywhere between $2\text{--}12 M_{\text{Jup}}$ according to the cold start model from [Fortney et al. \(2008\)](#).

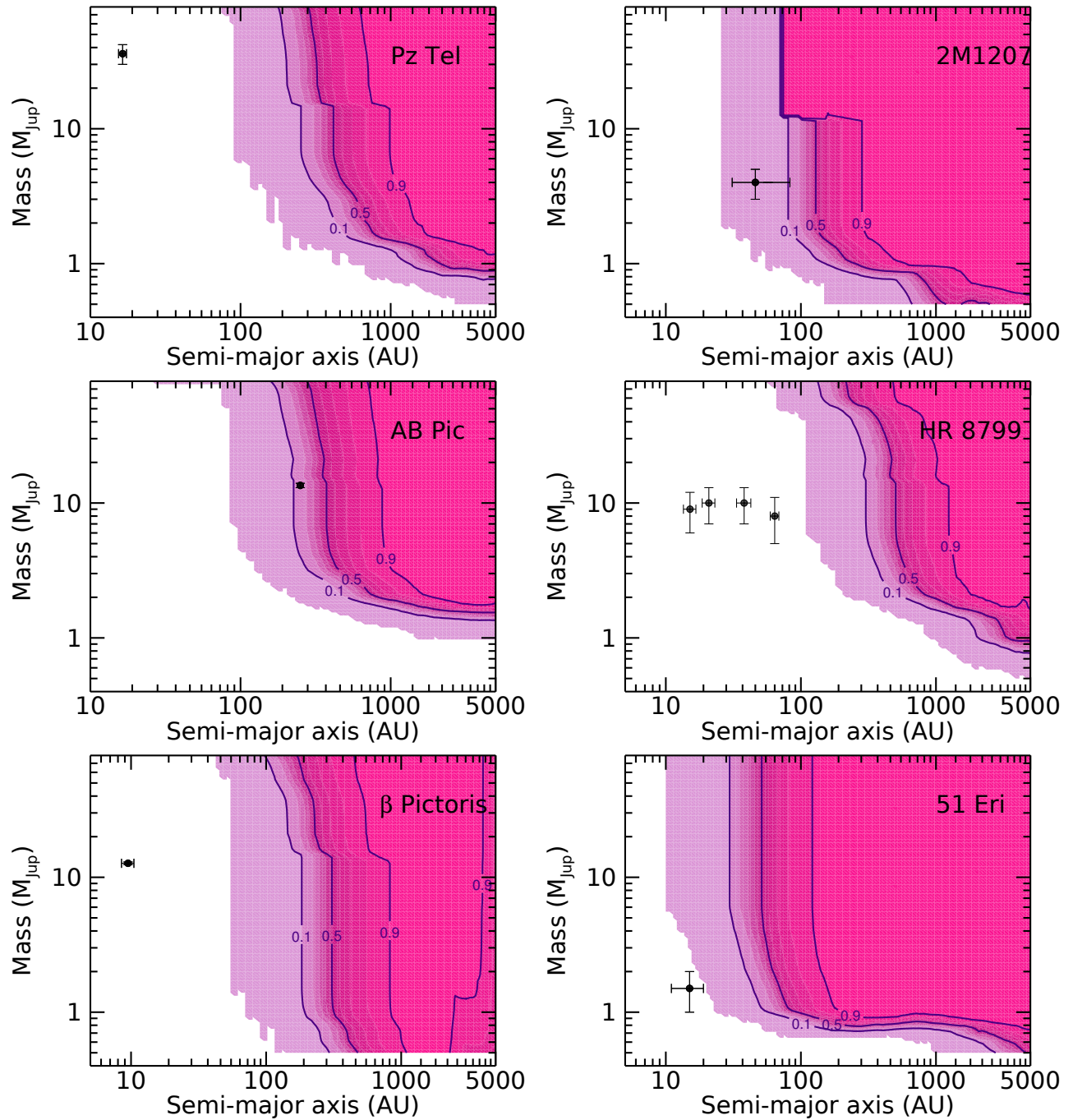


Fig. 2.16 Contrast curves for Pz Tel, 2M1207, AB Pic, HR 8799, β Pictoris and 51 Eri. Known companions are shown as black points with error bars, using masses from hot start models. See text for references for the masses.

2.4.3. Planet frequency

Based on the null result of our survey, and our completeness limits calculated in section 2.4.2, we evaluated an upper limit to the frequency of occurrence of planets at large semi-major axis (1000–5000 AU), following the method developed by Lafrenière et al. (2007b).

If we have $N=177$ stars enumerated from $j=1$ to N , and we survey an interval of mass going from 1 to 13 M_{Jup} and an interval of semi-major axis of 1000 to 5000 AU, then we define f to be the fraction of stars with at least one companion in the intervals and p_j the probability of detecting such a companion. This probability is computed from the completeness map calculated previously by taking the mean of the probability at each point of the 100×100 grid. Since the grid is uniform in logarithmic space, this amounts to assuming that the semi-major axis and the mass are distributed uniformly in log. The detections in the survey are characterized by the set $\{d_j\}$, and in our case, since the survey gave a null result (all known companions around our targets were too close-in to be seen in our data), $d_j=0$ for all j . The probability of observing the set $\{d_j\}$ in our survey is given by the following binomial likelihood,

$$\mathcal{L}(\{d_j\}|f) = \prod_{j=0}^N (1 - fp_j)^{1-d_j} (fp_j)^{d_j}. \quad (2.4.1)$$

Then according to Bayes theorem, the posterior distribution for f , in light of our results, is given by,

$$p(f|\{d_j\}) = \frac{\mathcal{L}(\{d_j\}|f)p(f)}{\int_0^1 \mathcal{L}(\{d_j\}|f)p(f)df}, \quad (2.4.2)$$

where $p(f)$ is the prior probability on f , reflecting our state of knowledge independently of our new data. One has to be careful in the choice of the prior, and here we elected to use a non-informative Jeffrey's prior (see Berger et al., 2009), given by,

$$P(f) = \frac{1}{\pi} \frac{1}{\sqrt{f}} \frac{1}{\sqrt{1-f}}. \quad (2.4.3)$$

For our survey with no detection, the posterior distribution of f peaks at 0, and we can only set an upper limit on f (by integrating the posterior from 0 to the fraction f that give a probability matching the desired confidence level).

We obtained an upper limit for the fraction of stars with at least one planet of $f_{\text{max}} = 0.03$ at a 95% confidence level, for planets with masses between 1 and 13 M_{Jup} and semi-major axis between 1000 and 5000 AU distributed uniformly in log space.

2.5. Conclusions

A sample of 177 young stars, bona fide members of moving groups, were observed between 2014B and 2017B by CFHT's MegaCam in the z'_{ab} -band and WIRCam in the J -band, or Gemini GMOS-S in the z'_{ab} -band and Flamingos-2 in the J -band, as well as with *Spitzer*/IRAC at [3.6] and [4.5] to search for planetary mass companions on very wide orbits (up to 5000 AU). The survey made use of the very red $z' - J$ and [3.6]-[4.5] colors intrinsic to such objects and reached good sensitivities down to objects of 1 M_{Jup} . Four candidates were identified

through colors selection but proper motion follow-up obtained a year after the first epoch rejected the candidates. No planet was found. This null result allowed us to set an upper limit of 0.03 for the fraction of stars with at least one planet with mass between 1 and $13 M_{\text{Jup}}$ and semi-major axis between 1000 and 5000 AU, at a 95% confidence level, assuming logarithmically uniform distributions in planet mass and semi-major axis. While it was not the main objective of the survey, our data also constrain the frequency of brown dwarfs to be less than 2.2% for objects with masses between 13 and $80 M_{\text{Jup}}$ and for semi-major axis between 1000 and 5000 AU.

As mentioned above, the formation process by which Jupiter-like objects on wide orbits form has been the subject of an ongoing debate. The very low occurrence rate for planets at 1000-5000 AU found by our survey indicates that neither core accretion nor disk instability is actually efficient at forming gas giants at these large separations. It is possible that the few known instances of planets at such large separations from their host star represent the low-mass tail end of distribution of brown dwarf companions that form like stars, rather than objects that form like planets. More quantitative implications of our results on the properties of the overall distribution of planets around stars, as well as on the formation mechanism of very distant companions will be explored in a forthcoming paper, where we will further incorporate the results of AO surveys.

Acknowledgments

Based on observations obtained at the Gemini Observatory through programs number GS-2014B-Q-2, GS-2015A-Q-71, GS-2015B-Q-57, GS-2016A-Q-69, GS-2016B-Q-33, GS-2017A-Q-58 and GS-2017B-Q-34. The Gemini Observatory is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under a cooperative agreement with the National Science Foundation (NSF) on behalf of the Gemini partnership: the NSF (United States), the National Research Council (Canada), CONICYT (Chile), the Australian Research Council (Australia), Ministério da Ciência, Tecnologia e Inovação (Brazil), and Ministerio de Ciencia, Tecnología e Innovación Productiva (Argentina).

Based on observations obtained with MegaPrime/MegaCam, a joint project of CFHT and CEA/DAPNIA, at the Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) which is operated by the National Research Council (NRC) of Canada, the Institut National des Science de l'Univers of the Centre National de la Recherche Scientifique (CNRS) of France, and the University of Hawaii.

The Pan-STARRS1 Surveys (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.

This work has made use of data from the European Space Agency (ESA) mission *Gaia* (<https://www.cosmos.esa.int/gaia>), processed by the *Gaia* Data Processing and Analysis Consortium (DPAC, <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium>). Funding for the DPAC has been provided by national institutions, in particular the institutions participating in the *Gaia* Multilateral Agreement.

Table 2. II. Properties of the sample of bona fide members

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	J	H	K	W1	W2
HIP 490	00 05 52.54	-41 45 11.0	G0V	6.464±0.011	6.189±0.017	6.117±0.013	6.043±0.053	6.053±0.023
HIP 560	00 06 50.08	-23 06 27.1	F3V	5.451±0.017	5.331±0.045	5.240±0.019	5.245±0.072	5.013±0.036
HIP 1113	00 13 53.01	-74 41 17.8	G8V	7.406±0.013	7.087±0.025	6.962±0.017	6.888±0.035	6.932±0.020
HIP 1134	00 14 10.25	-07 11 56.8	F5V	6.402±0.015	6.170±0.035	6.073±0.015	6.049±0.046	5.999±0.024
HIP 1481	00 18 26.12	-63 28 39.0	F8V	6.462±0.007	6.248±0.033	6.149±0.009	6.141±0.048	6.102±0.023
HIP 1910 AB	00 24 08.98	-62 11 04.3	M0V	8.385±0.019	7.708±0.031	7.494±0.015	7.354±0.026	7.306±0.019
HIP 1993	00 25 14.66	-61 30 48.3	M0V	8.615±0.021	7.943±0.037	7.749±0.021	7.606±0.025	7.594±0.020
GJ 2006A	00 27 50.23	-32 33 06.4	M3.5V	8.882±0.032	8.236±0.038	8.012±0.033	7.720±0.021	7.541±0.017
HIP 2484 B	00 31 32.67	-62 57 29.6	A2V	4.664±0.254	4.677±0.075	4.481±0.033	4.604±0.087	4.104±0.042
HIP 2578	00 32 43.91	-63 01 53.4	A0V	5.061±0.033	5.156±0.075	4.985±0.013	5.010±0.068	4.657±0.038
HIP 2729	00 34 51.20	-61 54 58.1	K5V	7.337±0.007	6.721±0.031	6.533±0.011	6.427±0.044	6.443±0.019
HIP 3556	00 45 28.15	-51 37 33.9	M3V	8.481±0.011	7.867±0.019	7.623±0.023	7.509±7.428	7.329±0.026
HD 4277 A	00 45 50.89	54 58 40.2	F8V	6.645±0.009	6.399±0.021	6.361±0.011	6.245±0.047	6.267±0.020
HIP 4448 A	00 56 55.46	-51 52 31.9	K3V	7.040±0.021	6.522±0.045	6.358±0.019	6.340±0.043	6.345±0.021
G 132-51 B	01 03 42.11	+40 51 15.8	M2.6V	9.372±0.036	8.839±0.046	8.513±0.029	8.092±0.022	7.937±0.019
HD 6569 AB	01 06 26.15	-14 17 47.1	K1V	7.909±0.017	7.427±0.031	7.340±0.017	7.258±0.027	7.332±0.020
2MASS J01112542+1526214	01 11 25.42	15 26 21.5	M5V	9.082±0.019	8.512±0.033	8.208±0.029	8.004±0.023	7.791±0.020
CD-12 243	01 20 32.27	-11 28 03.7	G0V	7.026±0.011	6.654±0.039	6.549±0.015	6.533±0.041	6.581±0.021
2MUCD 13056	01 23 11.26	-69 21 38.0	M7.5V	12.320±0.029	11.710±0.033	11.320±0.031	11.060±0.023	10.808±0.021
HIP 6485	01 23 21.25	-57 28 50.7	G6V	7.241±0.013	6.946±0.031	6.847±0.025	6.753±0.037	6.809±0.021
G 269-153 A	01 24 27.68	-33 55 08.6	M4.3V	9.203±0.034	8.659±0.045	8.240±0.030	7.895±0.022	7.720±0.020
HIP 6856	01 28 08.66	-52 38 19.1	K1V	7.405±0.009	6.944±0.021	6.834±0.017	6.765±0.036	6.813±0.020
2MASS J01351393-0712517	01 35 13.93	-07 12 51.8	M4.3V	8.964±0.017	8.387±0.023	8.078±0.029	7.975±0.024	7.795±0.020
G271-110	01 36 55.17	-06 47 37.9	M3.5V	9.707±0.022	9.137±0.026	8.862±0.021	8.684±0.022	8.522±0.020
HIP 9141 AB	01 57 48.98	-21 54 05.3	G3V	6.856±0.015	6.555±0.035	6.472±0.021	6.391±0.045	6.440±0.019
HIP 9685	02 04 35.12	-54 52 54.1	F2V	5.696±0.041	5.489±0.023	5.448±0.011	5.393±0.069	5.237±0.031
HIP 9892 AB	02 07 18.06	-53 11 56.5	G7V	7.347±0.017	6.986±0.039	6.894±0.017	6.865±0.034	6.908±0.019
HIP 9902	02 07 26.12	-59 40 45.9	F8V	6.534±0.011	6.304±0.029	6.204±0.013	6.208±0.046	6.147±0.022
HD 13482 A	02 12 15.41	23 57 29.5	K1V	6.203±0.009	5.827±0.007	5.727±0.007	5.610±0.063	5.582±0.028
HIP 10602 A	02 16 30.59	-51 30 43.8	B8IV	4.026±0.298	3.951±0.262	4.127±0.268	3.881±0.111	3.336±0.059
HIP 10679	02 17 24.74	28 44 30.4	G2V	6.570±0.013	6.355±0.021	6.262±0.009	6.221±0.039	6.251±0.021
HIP 11152	02 23 26.64	22 44 06.7	M3V	8.182±0.007	7.561±0.015	7.346±0.011	7.264±0.027	7.239±0.021
HIP 11360	02 26 16.24	06 17 33.2	F4IV	6.028±0.011	5.863±0.019	5.822±0.015	5.757±0.045	5.646±0.025
HIP 11437 A	02 27 29.25	30 58 24.6	K8V	7.870±0.029	7.235±0.011	7.080±0.021	6.991±0.032	7.039±0.020

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	J	H	K	W1	W2
1RXSJ022735.8+471021	02 27 37.26	47 10 04.5	M4.6V	10.306±0.021	9.733±0.018	9.461±0.017	9.288±0.023	9.113±0.019
HIP12394	02 39 35.36	-68 16 01.0	B9V	4.443±0.296	4.433±0.270	4.254±0.033	4.201±0.090	3.707±0.058
HIP12413	02 39 47.99	-42 53 30.03	A1V	4.678±0.266	4.620±0.075	4.460±0.019	4.425±0.091	4.066±0.051
HIP 12545 AB	02 41 25.89	05 59 18.4	K6V	7.904±0.021	7.234±0.027	7.069±0.027	6.946±0.034	6.943±0.020
AF Hor	02 41 47.31	-52 59 30.7	M2V	8.481±0.027	7.851±0.034	7.641±0.027	7.374±0.028	7.336±0.019
HIP 12635	02 42 20.95	38 37 21.5	K3.5V	8.377±0.015	7.904±0.051	7.762±0.019	7.735±0.024	7.763±0.021
HIP12925	02 46 14.61	+05 35 33.3	F8V	6.859±0.031	6.632±0.049	6.517±0.033	6.445±0.043	6.466±0.020
HD 17332 A	02 47 27.24	19 22 18.5	G0V	5.868±0.011	5.564±0.011	5.517±0.015	5.117±0.069	5.014±0.024
HIP 13209	02 49 59.03	27 15 37.8	B8V	3.657±0.294	3.803±0.238	3.864±0.033	3.842±0.094	3.296±0.063
HIP 14551	03 07 50.85	-27 49 52.1	A5V	5.891±0.011	5.851±0.051	5.772±0.011	5.722±0.055	5.620±0.028
IS Eri	03 09 42.29	-09 34 46.6	G0V	7.156±0.023	6.794±0.037	6.701±0.021	6.644±0.038	6.681±0.021
HIP 14807	03 11 12.33	22 25 22.7	K6V	8.358±0.017	7.789±0.027	7.652±0.021	7.585±0.025	7.594±0.018
HIP 14913 A	03 12 25.75	-44 25 10.8	A8V+F3V	5.118±0.025	4.931±0.021	4.827±0.013	4.773±0.096	4.403±0.063
HIP 15247	03 16 40.67	-03 31 48.9	F6V	6.457±0.013	6.209±0.021	6.099±0.015	6.031±0.050	5.972±0.025
HIP 15353	03 17 59.07	-66 55 36.7	A3V	5.782±0.015	5.752±0.029	5.691±0.021	5.643±0.059	5.540±0.024
CD-35 1167	03 19 08.66	-35 07 00.3	K7V	8.576±0.027	7.919±0.031	7.723±0.023	7.576±0.026	7.607±0.020
CD-44 1173	03 31 55.64	-43 59 13.5	K6V	8.300±0.018	7.679±0.015	7.470±0.021	7.434±0.026	7.426±0.020
V577 Per	03 33 13.49	46 15 26.5	G5V	6.836±0.013	6.457±0.003	6.368±0.017	5.785±0.047	6.102±0.019
2MASS J03350208+2342356	03 35 02.09	23 42 35.6	M8.5V	12.250±0.017	11.655±0.020	11.261±0.014	11.044±0.023	10.767±0.020
HIP 16853 AB	03 36 53.40	-49 57 28.9	G2V	6.492±0.021	6.264±0.035	6.137±0.013	6.020±0.054	6.022±0.022
HIP 17248	03 41 37.24	55 13 06.8	M0.5V	8.347±0.021	7.649±0.023	7.499±0.017	7.436±0.026	7.448±0.021
HIP 17695	03 47 23.43	-01 58 19.9	M2.5V	7.804±0.019	7.174±0.049	6.933±0.019	6.810±0.037	6.684±0.019
HIP 17764	03 48 11.47	-74 41 38.8	F3V	6.367±0.013	6.224±0.043	6.136±0.011	6.112±0.050	6.095±0.022
HIP 17782 AB	03 48 23.00	52 02 16.3	G8V	7.222±0.021	6.859±0.031	6.747±0.015	6.707±6.715	6.687±0.038
HIP 17797	03 48 35.88	-37 37 12.5	A1V	3.900±1.054	4.626±9.996	4.824±0.007	4.763±0.031	4.304±0.021
HIP 18714 AB	04 00 31.99	-41 44 54.4	G3V	7.203±0.009	6.939±0.009	6.875±0.023	6.802±0.042	6.827±0.020
HD 25457	04 02 36.75	-00 16 08.1	F5V	4.712±0.236	4.342±0.075	4.181±0.033	9.654±-9.000	6.076±0.114
HD 25953	04 06 41.53	01 41 02.1	F5V	6.892±0.019	6.695±0.041	6.582±0.017	6.503±0.040	6.563±0.021
1RXS J041417.0-090650	04 14 17.30	-09 06 54.4	M4.3V	9.630±0.024	9.056±0.024	8.755±0.023	8.586±8.432	8.319±0.023
HIP 21547	04 37 36.13	-02 28 24.8	F0V	4.744±0.033	4.770±0.075	4.537±0.019	4.486±0.081	4.085±0.049
HIP 21632	04 38 43.94	-27 02 01.8	G3V	7.273±0.015	6.970±0.029	6.866±0.005	6.861±0.035	6.899±0.022
HIP 21965	04 43 17.20	-23 37 42.0	F2V	6.288±0.011	6.068±0.031	6.023±0.017	5.931±0.058	5.934±0.023
HIP 22295	04 48 05.17	-80 46 45.3	F7V	7.170±0.013	6.991±0.021	6.868±0.025	6.788±0.038	6.821±0.019
BD+01 2447	04 52 24.41	-16 49 21.9	M3V	6.176±0.021	5.605±0.033	5.311±0.023	6.765±6.602	6.532±0.038

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	J	H	K	W1	W2
CD-56 1032 A	04 53 30.54	-55 51 31.7	M3V	7.197±0.027	6.623±0.055	6.338±0.021	5.837±5.289	5.200±0.042
HIP 23179	04 59 15.43	37 53 25.1	A1V	4.903±0.470	4.980±0.015	4.922±0.021	4.956±0.110	4.653±0.073
HIP 23362	04 59 15.43	37 53 25.1	A1V	4.903±0.470	4.980±0.015	4.922±0.021	4.956±0.110	4.653±0.073
HIP 23200	04 59 34.83	01 47 00.7	M0V	7.117±0.011	6.450±0.027	6.261±0.009	6.173±0.046	6.079±0.023
HIP 23309	05 00 47.12	-57 15 25.4	M0.5V	7.095±0.013	6.429±0.025	6.244±0.019	6.129±0.050	6.093±0.022
HIP 23418 ABCD	05 01 58.79	09 58 59.3	M3V	7.212±0.015	6.657±0.025	6.370±0.015	6.180±0.048	5.977±0.024
GJ 3331 A	05 06 49.91	-21 35 09.1	M1V	7.046±0.013	6.391±0.047	6.117±0.009	0.000±0.000	0.000±0.000
HIP 24947	05 20 38.05	-39 45 17.8	F6V	6.416±0.015	6.218±0.031	6.144±0.019	6.109±6.057	6.101±0.053
HD 35650 AB	05 24 30.17	-38 58 10.7	K6V	6.702±0.005	6.105±0.021	5.921±0.011	5.854±0.053	5.806±0.024
HIP 25486	05 27 04.76	-11 54 03.4	F7V	5.268±0.021	5.087±0.021	4.926±0.015	4.924±0.070	4.543±0.043
V* AB Dor B	05 28 44.47	-65 26 46.3	M3V	5.316±0.009	4.845±0.029	4.686±0.007	4.598±0.121	4.189±0.057
HIP 26309	05 36 10.29	-28 42 28.9	A2V	5.958±0.017	5.936±0.029	5.864±0.011	5.919±0.053	5.776±0.026
HIP 26369 A	05 36 55.10	-47 57 48.1	K6V	7.448±0.019	6.828±0.037	6.607±0.009	6.544±0.035	6.524±0.019
HIP 26453	05 37 39.62	-28 37 34.6	F3V	6.470±0.017	6.288±0.015	6.277±0.013	6.235±0.050	6.213±0.023
HIP 26990	05 43 35.80	-39 55 24.6	G0V	7.056±0.017	6.845±0.033	6.756±0.015	6.718±0.036	6.728±0.019
HIP 27321	05 47 17.09	-51 03 59.4	A5V	3.669±0.236	3.544±0.200	3.526±0.222	3.663±0.100	3.003±0.040
HIP 28036	05 55 43.16	-38 06 16.3	F7V	6.494±0.011	6.308±0.047	6.206±0.017	6.175±0.048	6.153±0.022
HIP28474	06 00 41.30	-44 53 50.0	G8V	7.730±0.011	7.433±0.021	7.321±0.045	7.257±0.030	7.290±0.019
AP Col	06 04 52.15	-34 33 36.0	M5V	7.742±0.021	7.183±0.011	6.866±0.015	6.642±0.039	6.404±0.021
2MASS J06085283-2753583	06 08 52.84	-27 53 58.4	M8.5V	13.595±0.026	12.897±0.024	12.371±0.024	11.976±0.024	11.623±0.021
CD-35 2722	06 09 19.21	-35 49 31.2	M1V	7.920±0.015	7.283±0.031	7.046±0.011	6.929±0.033	6.877±0.019
SCR 0613-2742AB	06 13 13.31	-27 42 05.5	M4V	8.002±0.034	7.432±0.071	7.145±0.024	7.042±0.035	6.851±0.020
HIP 29964	06 18 28.21	-72 02 41.4	K4V	7.530±0.009	6.984±0.031	6.814±0.025	6.679±0.040	6.692±0.020
HIP 30030	06 19 08.05	-03 26 20.3	G0V	6.848±0.013	6.591±0.013	6.552±0.013	6.408±0.041	6.485±0.021
HIP 30034 A	06 19 12.91	-58 03 15.6	K1V	7.576±0.017	7.088±0.015	6.981±0.019	6.888±0.035	6.906±0.020
HD 45270 AB	06 22 30.94	-60 13 07.1	G1V	5.433±0.031	5.156±0.029	5.045±0.011	5.088±0.073	4.748±0.038
AK Pic AB	06 38 00.37	-61 32 00.2	G1.5V	5.079±0.272	4.747±0.091	4.544±0.021	4.492±0.081	4.026±0.044
CD-61 1439 A	06 39 50.02	-61 28 41.5	K7V	7.301±0.011	6.643±0.019	6.500±0.013	6.424±0.045	6.488±0.021
HIP 32104	06 42 24.31	17 38 43.0	A2V	5.026±0.033	5.070±0.015	5.011±0.013	5.022±0.064	4.718±0.040
HIP 32235	06 43 46.25	-71 58 35.6	G6V	7.693±0.023	7.380±0.029	7.278±0.039	7.276±0.030	7.319±0.020
HIP 32435	06 46 13.54	-83 59 29.5	F5V	6.553±0.023	6.396±0.027	6.299±0.015	6.312±0.046	6.273±0.021
HIP 33737	07 00 30.46	-79 41 45.9	K2V	8.265±0.015	7.831±0.055	7.652±0.021	7.620±0.024	7.656±0.020
V* V429 Gem	07 23 43.59	+20 24 58.7	K5V	7.643±0.013	7.032±0.009	6.879±0.011	6.777±0.038	6.782±0.020
HIP 36349 C	07 25 51.18	-30 15 52.8	M5.0V	6.615±0.017	5.970±0.033	5.716±0.013	5.592±0.059	5.374±0.029

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	J	H	K	W1	W2
HIP 36948	07 35 47.47	-32 12 14.1	G8Vk	6.905±0.019	6.578±0.043	6.458±0.019	6.433±0.042	6.440±0.021
HIP 47135	09 36 17.83	-78 20 41.7	G1V	7.475±0.019	7.241±0.027	7.160±0.007	7.119±0.032	7.155±0.020
TWA21	10 13 14.78	-52 30 54.0	K3V	7.870±0.015	7.353±0.031	7.194±0.015	7.133±0.029	7.170±0.021
HIP 50191	10 14 44.16	-42 07 18.9	A2V	3.858±0.264	3.713±0.244	3.775±0.282	3.718±0.100	3.018±0.076
TWA 22 B	10 17 26.89	-53 54 26.5	M6V	8.554±0.013	8.085±0.043	7.689±0.015	7.495±0.023	7.272±0.020
TWA 1	11 01 51.91	-34 42 17.0	K6V	8.217±0.017	7.558±0.039	7.297±0.019	7.101±0.033	6.947±0.020
TWA 2 A	11 09 13.81	-30 01 39.8	M2V	7.629±0.025	6.927±0.037	6.710±0.021	6.637±0.038	6.537±0.021
TWA 12	11 21 05.50	-38 45 16.3	M1V	8.999±0.029	8.334±0.029	8.053±0.025	8.046±0.023	7.950±0.020
TWA 13 A	11 21 17.24	-34 46 45.5	M1V	8.431±0.039	7.727±0.065	7.491±0.035	7.635±0.052	7.545±0.030
TWA 4 AC	11 22 05.29	-24 46 39.8	K4V	6.397±0.011	5.759±0.023	5.587±0.015	5.487±0.062	5.325±0.032
TWA 5 A	11 31 55.26	-34 36 27.2	M2V	7.669±0.019	6.987±0.031	6.745±0.017	6.654±0.038	6.507±0.020
TWA30	11 32 18.31	-30 19 51.8	M5V	9.641±0.024	9.030±0.023	8.765±0.021	8.796±0.022	8.436±0.021
TWA 8 B	11 32 41.16	-26 52 09.0	M5.5V	9.837±0.021	9.276±0.020	9.012±0.023	8.862±0.061	8.608±0.053
TWA 26	11 39 51.14	-31 59 21.5	M9V	12.686±0.023	11.996±0.020	11.503±0.021	11.155±0.023	10.793±0.020
TWA 9 A	11 48 23.73	-37 28 48.5	M1V	9.981±0.025	9.381±0.021	9.151±0.022	9.008±8.879	8.810±0.050
HIP 57632	11 49 03.66	14 34 19.7	A3V	1.854±0.274	1.925±0.194	1.883±0.192	2.794±0.083	1.490±0.083
TWA 23	12 07 27.38	-32 47 00.3	M1V	8.618±0.023	8.025±0.041	7.751±0.027	7.642±0.026	7.506±0.022
TWA 27 AB	12 07 33.47	-39 32 54.0	M8V	12.995±0.023	12.388±0.026	11.945±0.024	11.556±0.023	11.009±0.020
TWA 25	12 15 30.72	-39 48 42.6	M0V	8.166±0.029	7.504±0.039	7.306±0.013	7.264±0.029	7.208±0.020
TWA 11 C	12 35 48.94	-39 50 24.6	M4V	9.790±0.023	9.223±0.020	8.943±0.023	8.796±0.022	8.593±0.020
GJ 490 A	12 57 40.30	35 13 30.6	M0.5V	7.401±0.019	6.734±0.017	6.552±0.016	6.371±6.391	6.301±0.042
PX Vir	13 03 49.65	-05 09 42.5	G5V	6.053±0.013	5.674±0.035	5.509±0.017	5.396±0.073	5.316±0.027
GJ 1167 AB	13 09 34.95	28 59 06.6	M4.8	9.476±0.027	8.912±0.031	8.612±0.019	8.393±0.024	8.204±0.020
HIP 68994	14 07 29.29	-61 33 44.1	F4V	6.975±0.009	6.787±0.033	6.715±0.015	6.673±0.034	6.685±0.021
HIP 74405	15 12 23.43	-75 15 15.6	G9V	7.844±0.019	7.457±0.027	7.377±0.015	7.384±0.027	7.428±0.018
HIP 76629 A	15 38 57.55	-57 42 27.3	K0V	6.382±0.017	5.994±0.027	5.852±0.027	5.912±0.041	5.727±0.025
HD 139751 A	15 40 28.39	-18 41 46.2	K3V	7.729±0.027	7.135±0.021	6.948±0.015	6.934±0.036	6.889±0.021
HIP 79797	16 17 05.40	-67 56 28.5	A4V	5.768±0.029	5.684±0.043	5.657±0.013	5.619±0.058	5.483±0.022
HIP 79881	16 18 17.90	-28 36 50.5	A0V	4.855±0.033	4.939±0.075	4.739±0.011	4.765±0.069	4.502±0.038
HIP 81084	16 33 41.61	-09 33 11.9	M0.5V	8.377±0.013	7.779±0.049	7.547±0.021	7.449±0.024	7.443±0.021
HD 152555	16 54 08.14	-04 20 24.7	G0V	6.700±0.017	6.480±0.033	6.363±0.013	6.262±0.043	6.311±0.023
HIP 83494	17 03 53.58	34 47 24.8	A5V	5.654±0.013	5.675±0.035	5.601±0.009	5.633±5.459	5.607±0.057
HIP 84586	17 17 25.51	-66 57 03.7	G5IV	5.288±0.027	4.907±0.033	4.702±0.005	4.589±0.085	4.234±0.045
HIP 84642 A	17 18 14.65	-60 27 27.5	G8V	8.008±0.007	7.671±0.015	7.527±0.017	7.449±7.464	7.445±0.026

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	J	H	K	W1	W2
HD 160934 AB	17 38 39.63	61 14 16.0	M0V	7.618±0.017	6.998±0.007	6.812±0.013	6.727±0.038	6.700±0.020
HIP 88399 A	18 03 03.41	-51 38 56.4	F5V	6.159±0.009	6.022±0.027	5.913±0.013	5.882±0.057	5.841±0.021
HIP 88726 A	18 06 49.90	-43 25 30.8	A5V	4.680±0.246	4.488±0.041	4.386±0.009	4.410±0.081	3.828±0.049
HIP 92024 A	18 45 26.90	-64 52 16.5	A7V	4.382±0.260	4.251±0.212	4.298±0.027	4.269±0.094	3.775±0.059
HIP 92680	18 53 05.87	-50 10 49.9	G9IV	6.856±0.013	6.486±0.047	6.366±0.019	6.257±0.049	6.285±0.022
HIP 94235 AB	19 10 57.85	-60 16 19.9	G1V	7.201±0.015	6.966±0.017	6.881±0.023	6.822±0.035	6.835±0.021
HIP 95261	19 22 51.21	-54 25 26.2	A0V	5.096±0.033	5.148±0.081	5.008±0.029	4.969±0.069	4.651±0.035
HIP 95347	19 23 53.17	-40 36 57.4	B8V	4.173±0.248	4.195±0.208	4.195±0.033	4.223±0.094	3.850±0.051
HIP 98495	20 00 35.58	-72 54 38.0	A0V	3.798±0.248	3.762±0.234	3.800±0.258	4.011±0.118	3.443±0.071
HIP 99273	20 09 05.21	-26 13 26.5	F5V	6.321±0.009	6.091±0.023	6.076±0.021	6.044±0.051	5.992±0.025
2MASSJ20100002-2801410	20 10 00.03	-28 01 41.0	M3V	8.651±0.023	8.014±0.047	7.733±0.027	7.609±0.031	7.446±0.021
HIP 99770	20 14 32.03	36 48 22.5	A2V	4.886±0.306	4.688±0.242	4.422±0.009	4.484±0.092	3.957±0.047
HIP 100751	20 25 38.86	-56 44 06.3	B2IV	2.304±0.312	2.458±0.218	2.479±0.282	3.163±0.127	2.541±0.026
HIP 102141B	20 41 51.16	-32 26 06.8	M4V	5.807±0.019	5.201±0.043	4.944±0.039	4.680±0.089	4.067±0.043
2MASSJ20434114-2433534	20 43 41.14	-24 33 53.1	M4.1V+M3.7V	8.481±0.027	7.851±0.034	7.641±0.027	7.374±0.028	7.336±0.019
HIP 102409	20 45 09.53	-31 20 27.2	M1V	5.436±0.003	4.831±0.005	4.529±0.013	4.499±0.086	3.999±0.048
HIP 103311 AB	20 55 47.67	-17 06 51.0	F8V	6.207±0.009	5.945±0.035	5.811±0.013	5.718±0.056	5.663±0.024
HIP 105388	21 20 49.96	-53 02 03.1	G7V	7.386±0.013	7.026±0.035	6.908±0.017	6.815±0.035	6.872±0.020
HIP 105404 AB	21 20 59.80	-52 28 40.1	G9V	7.184±0.026	6.699±0.031	6.574±0.024	6.536±6.520	6.507±0.041
HIP 107345	21 44 30.12	-60 58 38.9	M1V	8.751±0.019	8.087±0.017	7.874±0.021	7.781±0.024	7.755±0.020
HIP 107947	21 52 09.72	-62 03 08.5	F6V	6.358±0.021	6.149±0.027	6.027±0.015	6.013±0.052	5.954±0.024
TYC 5899-0026-1	21 52 10.42	05 37 35.9	M3V	7.740±0.021	7.146±0.031	6.891±0.027	7.209±7.068	7.008±0.030
HIP 108195 A	21 55 11.39	-61 53 11.8	F3V	5.242±0.033	5.227±0.075	4.909±0.009	4.903±0.074	4.579±0.041
HIP 108422 AB	21 55 11.39	-61 53 11.8	F3V	5.242±0.033	5.227±0.075	4.909±0.009	4.903±0.074	4.579±0.041
HIP 109268	22 08 13.98	-46 57 39.5	B6V	2.021±0.350	2.027±0.228	2.016±0.244	3.659±-9.000	9.115±-9.000
1RXS J221419.3+253411 AB	22 14 17.66	25 34 06.6	M4.3V	10.177±0.016	9.624±0.018	9.339±0.016	9.197±9.007	8.893±0.024
HIP 110526 A	22 23 29.11	32 27 34.1	M3V	6.898±0.011	6.279±0.007	6.054±0.009	5.891±0.052	5.684±0.025
HIP 112312 A	22 44 57.97	-33 15 01.7	M4IV	7.786±0.009	7.154±0.027	6.932±0.025	6.789±0.037	6.595±0.020
HD 217343	23 00 19.82	-26 09 13.5	G5V	7.048±0.007	6.448±0.019	6.267±0.007	6.111±0.052	6.144±0.022
HIP 114066	23 06 04.84	63 55 34.4	M1V	7.815±0.015	7.167±0.037	6.977±0.017	6.926±0.033	6.908±0.020
HIP 114189	23 07 28.69	21 08 03.3	A5V	5.383±0.021	5.280±0.011	5.240±0.011	5.192±0.068	4.997±0.034
HD 218860 A	23 11 52.05	-45 08 10.6	G5V	7.467±0.019	7.109±0.023	7.032±0.017	6.968±0.031	7.022±0.020
HIP 115162	23 19 39.56	42 15 09.8	G4V	7.605±0.009	7.275±0.007	7.224±0.021	7.160±0.032	7.202±0.021
HIP 115738	23 26 55.96	01 15 20.2	A0V	5.317±0.270	4.984±0.005	4.902±0.011	4.949±0.079	4.670±0.038

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	J	H	K	W1	W2
G 190-27 A	23 29 22.58	41 27 52.2	M4.2V	8.017±0.021	7.406±0.025	7.166±0.015	6.976±6.806	6.715±0.031
HIP 116748 A	23 39 39.48	-69 11 44.7	G5V	7.122±0.017	6.759±0.017	6.676±0.031	6.844±0.066	6.748±0.030
κ And	23 40 24.49	44 20 02.1	B9V	4.624±0.264	4.595±0.218	4.571±0.354	4.462±3.885	4.410±0.080
HD 222575	23 41 54.29	-35 58 39.8	G8V	8.097±0.017	7.771±0.041	7.624±0.015	7.553±0.025	7.593±0.021
HIP 117452 AB	23 48 55.55	-28 07 49.0	A0V	4.801±0.262	4.643±0.075	4.532±0.015	4.530±0.078	4.003±0.053
HIP 118121	23 57 35.08	-64 17 53.6	A1V	4.910±0.033	4.949±0.027	4.824±0.015	4.804±0.080	4.517±0.042

Table 2. III. Physical properties of the sample of bona fide members

Name	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Radial Velocities (km/s)	Distance (pc)	Association
HIP 490	97.53±0.38	-76.27±0.44	1.5±1.2	39.38±0.91	Tucana-Horologium
HIP 560	97.81±0.42	-47.12±0.21	6.5±3.5	39.38±0.58	β -Pictoris
HIP 1113	83.53±0.78	-47.89±0.75	9.3±0.2	44.40±1.61	Tucana-Horologium
HIP 1134	102.79±0.78	-66.36±0.36	-2.2±1.2	47.14±1.42	Columba
HIP 1481	89.37±0.48	-59.46±0.50	6.4±0.4	41.54±0.89	Tucana-Horologium
HIP 1910 AB	90.91±2.37	-47.25±3.04	6.6±0.6	52.96±7.63	Tucana-Horologium
HIP 1993	87.76±2.14	-57.48±2.37	6.4±0.1	45.80±5.07	Tucana-Horologium
GJ 2006A	117.40±2.80	-29.30±8.10	8.7±0.2	32.20±1.05	β -Pictoris
HIP 2484 B	83.64±0.19	-54.82±0.18	14.0±5.0	41.40±0.34	Tucana-Horologium
HIP 2578	86.66±0.18	-50.33±0.17	7.7±0.8	45.55±0.39	Tucana-Horologium
HIP 2729	88.28±0.92	-53.16±0.91	-1.0±2.0	43.93±1.91	Tucana-Horologium
HIP 3556	95.74±1.92	-58.95±1.87	-1.6±10.0	40.35±4.31	Tucana-Horologium
HD 4277 A	96.81±0.65	-74.17±0.53	-14.8±1.7	52.52±2.45	AB-Doradus
HIP 4448 A	95.93±1.57	10.23±1.35	1.6±0.5	40.63±2.70	Argus
G 132-51 B	132.00±5.00	-164.00±5.00	-10.6±0.3	29.94±1.97	AB-Doradus
HD 6569 AB	99.29±1.23	-94.93±0.74	6.7±1.2	47.34±2.75	AB-Doradus
2MASS J01112542+1526214	180.00±2.00	-120.00±5.00	4.0±1.0	21.80±0.79	β -Pictoris
CD-12 243	110.59±0.92	-138.43±0.69	8.2±0.4	34.39±1.19	AB-Doradus
2MUCD 13056	77.40±2.40	-25.40±9.00	10.9±3.7	42.10±5.00	Tucana-Horologium
HIP 6485	92.45±0.92	-38.00±0.72	9.2±0.4	49.52±2.03	Tucana-Horologium
G 269-153 A	178.00±20.00	-110.00±20.00	19.4±2.7	25.12±1.01	AB-Doradus
HIP 6856	106.09±1.02	-42.81±1.24	8.0±0.2	36.02±1.29	Tucana-Horologium
2MASS J01351393-0712517	96.00±10.00	-50.00±10.00	11.7±5.3	37.87±2.29	β -Pictoris
G271-110	168.00±5.00	-105.00±5.00	12.2±0.4	41.66±0.69	β -Pictoris
HIP 9141 AB	105.08±0.72	-50.60±0.54	7.5±1.0	40.89±1.12	Tucana-Horologium
HIP 9685	75.74±0.45	-25.05±0.48	3.4±3.7	47.75±1.04	Tucana-Horologium
HIP 9892 AB	86.06±0.58	-22.60±0.65	10.0±0.5	50.94±1.66	Tucana-Horologium
HIP 9902	91.11±0.47	-18.29±0.47	11.1±0.7	44.16±0.87	Tucana-Horologium
HD 13482 A	125.44±1.45	-161.47±0.98	-0.3±0.2	36.63±1.59	AB-Doradus
HIP 10602 A	91.03±0.12	-22.23±0.12	10.2±2.0	47.12±0.26	Tucana-Horologium
HIP 10679	80.15±4.38	-78.40±4.91	6.5±0.7	27.33±4.35	β -Pictoris
HIP 11152	92.43±3.05	-113.69±2.36	10.4±2.0	28.68±2.33	β -Pictoris
HIP 11360	86.09±1.08	-50.13±0.72	8.8±3.0	44.78±2.10	β -Pictoris
HIP 11437 A	79.78±2.56	-70.02±1.73	7.0±1.1	39.95±3.59	β -Pictoris
1RXSJ022735.8+471021	119.00±5.00	-183.00±5.00	-6.0±0.7	36.50±3.07	AB-Doradus
HIP12394	87.30±0.09	0.09±0.10	13.6±0.9	46.55±0.19	Tucana-Horologium
HIP12413	88.20±2.02	-17.82±1.98	18.0±4.2	35.68±2.78	Columba
HIP 12545 AB	79.47±3.05	-53.89±1.74	10.0±1.0	42.03±2.65	β -Pictoris
AF Hor	92.20±1.10	-4.20±1.50	12.6±0.7	44.01±0.77	Tucana-Horologium
HIP 12635	75.73±2.49	-111.45±2.73	-4.1±0.3	50.42±6.66	AB-Doradus
HIP12925	75.27±1.45	-44.78±0.83	4.3±1.1	54.31±3.06	Tucana-Horologium
HD 17332 A	117.91±0.89	-161.81±0.71	3.7±0.3	33.55±0.92	AB-Doradus
HIP 13209	66.81±0.24	-116.52±0.15	4.0±4.1	50.78±0.49	AB-Doradus
HIP 14551	66.26±0.50	-19.09±0.49	13.8±0.8	54.64±1.49	Tucana-Horologium
IS Eri	91.01±1.30	-112.21±1.30	14.4±0.7	37.41±1.56	AB-Doradus
HIP 14807	54.86±3.99	-134.25±3.87	4.1±0.3	40.16±2.06	AB-Doradus
HIP 14913 A	81.63±0.55	-4.57±0.98	13.5±2.1	42.49±1.11	Tucana-Horologium
HIP 15247	78.63±0.67	-43.82±0.71	9.0±0.7	49.23±1.43	Tucana-Horologium
HIP 15353	56.94±0.30	12.68±0.40	26.0±0.5	54.94±0.90	AB-Doradus
CD-35 1167	89.20±2.80	-20.30±2.80	13.2±0.3	45.28±0.73	Tucana-Horologium
CD-44 1173	90.90±1.90	-5.00±1.90	15.1±0.5	45.24±0.61	Tucana-Horologium
V577 Per	68.46±0.96	-176.81±0.76	-6.0±0.3	34.38±1.20	AB-Doradus
2MASS J03350208+2342356	54.00±10.00	-56.00±10.00	15.5±1.7	42.37±2.33	β -Pictoris
HIP 16853 AB	89.74±0.75	0.29±0.84	14.4±0.9	43.34±1.37	Tucana-Horologium

Name	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Radial Velocities (km/s)	Distance (pc)	Association
HIP 17248	96.17±2.49	-117.69±2.26	-3.2±0.6	35.21±2.70	Columba
HIP 17695	185.53±3.77	-273.48±3.95	16.0±1.7	16.12±0.74	AB-Doradus
HIP 17764	63.46±0.39	24.86±0.49	15.5±1.3	54.05±1.16	Tucana-Horologium
HIP 17782 AB	61.87±1.98	-70.99±1.67	-2.2±0.6	51.67±4.32	Tucana-Horologium
HIP 17797	74.44±0.71	-9.09±0.87	15.6±0.4	50.73±2.21	Tucana-Horologium
HIP 18714 AB	69.46±0.81	-7.00±0.85	16.3±0.7	48.49±1.66	Tucana-Horologium
HD 25457	149.04±0.42	-253.03±0.43	17.6±0.2	18.83±0.11	AB-Doradus
HD 25953	37.08±1.43	-94.59±1.34	15.9±1.3	55.18±2.80	AB-Doradus
1RXS J041417.0-090650	96.00±10.00	-138.00±10.00	23.4±0.3	23.80±1.41	AB-Doradus
HIP 21547	44.22±0.34	-64.39±0.27	21.0±4.5	29.42±0.29	β -Pictoris
HIP 21632	56.03±0.51	-11.08±0.72	18.8±5.0	56.17±2.80	Tucana-Horologium
HIP 21965	50.25±0.69	-11.84±0.78	19.3±2.9	63.57±3.96	Tucana-Horologium
HIP 22295	46.66±0.49	41.30±0.56	11.5±2.0	61.01±1.89	Tucana-Horologium
BD+01 2447	118.90±4.50	-211.90±4.70	26.7±1.5	16.29±0.39	AB-Doradus
CD-56 1032 A	132.90±4.20	73.90±3.80	40.0±19.9	11.17±0.44	AB-Doradus
HIP 23179	46.35±0.63	-97.80±0.41	7.7±2.5	52.27±2.15	Columba
HIP 23362	46.35±0.63	-97.80±0.41	7.7±2.5	52.27±2.15	Columba
HIP 23200	34.60±2.34	-94.27±1.44	16.6±1.0	25.87±1.70	β -Pictoris
HIP 23309	36.34±1.42	70.22±1.27	19.4±0.3	26.78±0.81	β -Pictoris
HIP 23418 ABCD	12.09±9.92	-74.41±5.71	18.4±3.0	24.88±1.28	β -Pictoris
GJ 3331 A	34.20±1.20	-33.80±2.10	21.2±0.9	19.19±0.51	β -Pictoris
HIP 24947	38.36±0.29	13.06±0.50	23.9±2.2	48.30±0.95	Tucana-Horologium
HD 35650 AB	44.25±0.67	-59.51±1.13	31.9±0.3	18.00±0.29	AB-Doradus
HIP 25486	17.55±0.36	-50.23±0.36	21.1±1.6	27.04±0.35	β -Pictoris
V* AB Dor B	33.16±0.39	150.83±0.73	31.0±2.5	14.94±0.11	AB-Doradus
HIP 26309	25.80±0.31	-3.04±0.46	22.4±1.2	52.79±1.19	Columba
HIP 26369 A	24.05±2.62	13.08±1.82	32.2±0.2	25.63±4.82	AB-Doradus
HIP 26453	24.29±0.44	-4.06±0.74	23.5±0.4	56.78±1.99	Columba
HIP 26990	25.82±0.32	15.08±0.52	22.8±0.6	55.37±1.37	Columba
HIP 27321	4.65±0.11	83.10±0.15	20.0±0.7	19.44±0.04	β -Pictoris
HIP 28036	20.49±0.44	9.34±0.44	24.1±0.5	54.37±1.30	Columba
HIP28474	18.02±0.59	23.85±0.75	23.8±0.4	52.54±1.65	Columba
AP Col	27.33±0.35	340.92±0.35	22.4±0.3	8.38±0.06	Argus
2MASS J06085283-2753583	8.90±3.50	10.70±3.50	24.0±1.0	31.25±3.51	β -Pictoris
CD-35 2722	-6.30±2.80	-56.60±2.80	31.4±0.4	21.27±1.35	AB-Doradus
SCR 0613-2742AB 2MASS J06	-14.90±1.00	-2.10±1.00	22.5±0.2	29.40±0.90	β -Pictoris
HIP 29964	-8.32±0.86	72.02±1.06	16.2±1.0	38.55±1.33	β -Pictoris
HIP 30030	10.90±0.75	-42.62±0.61	19.1±2.4	49.23±1.96	Columba
HIP 30034 A	14.36±0.74	44.66±0.84	22.6±0.3	46.06±1.46	Carina
HD 45270 AB	-11.29±0.35	64.24±0.30	31.2±0.2	23.78±0.15	AB-Doradus
AK Pic AB	-47.84±1.04	72.73±0.87	32.3±1.0	21.29±0.36	AB-Doradus
CD-61 1439 A	-27.92±1.00	75.34±1.13	30.5±0.7	22.35±0.45	AB-Doradus
HIP 32104	7.87±0.66	-84.32±0.48	15.0±4.2	43.63±1.27	Columba
HIP 32235	6.17±0.80	61.15±0.87	20.7±0.1	58.24±2.44	Carina
HIP 32435	19.66±0.43	61.60±0.47	12.5±0.7	56.02±1.12	Tucana-Horologium
HIP 33737	1.56±0.94	59.94±1.00	17.6±0.1	58.82±3.07	Carina
V* V429 Gem	-65.80±1.60	-228.10±1.70	8.2±0.8	25.77±1.32	AB-Doradus
HIP 36349 C	-130.00±10.00	-180.00±10.00	28.1±1.0	14.90±0.71	AB-Doradus
HIP 36948	-55.71±0.59	74.58±0.62	22.5±0.1	35.34±1.06	Argus
HIP 47135	-74.85±0.59	50.62±0.59	5.2±0.1	67.98±2.77	Argus
TWA21	-60.70±2.50	12.80±1.60	17.5±0.8	54.79±1.47	TW Hydrae
HIP 50191	-150.09±0.10	49.44±0.11	7.4±2.7	31.07±0.14	Argus
TWA 22 B	-175.80±0.80	-21.30±0.80	14.8±2.1	17.54±0.21	β -Pictoris
TWA 1	-66.19±1.85	-13.90±1.47	13.4±0.8	53.70±6.17	TW Hydrae
TWA 2 A	-95.50±2.90	-23.50±2.80	10.5±0.5	46.55±2.81	TW Hydrae

Name	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Radial Velocities (km/s)	Distance (pc)	Association
TWA 12	-68.30±2.70	-12.10±1.50	10.9±1.0	64.14±2.88	TW Hydrae
TWA 13 A	-66.40±2.40	-12.50±1.80	11.6±0.6	55.61±2.22	TW Hydrae
TWA 4 AC	-85.40±1.73	-33.10±2.12	9.3±1.0	44.90±4.65	TW Hydrae
TWA 5 A	-81.60±2.50	-29.40±2.40	13.3±2.0	50.07±1.75	TW Hydrae
TWA30	-89.60±1.30	-25.80±1.30	12.3±1.5	23.80±1.13	TW Hydrae
TWA 8 B	-86.00±3.00	-22.00±38.00	8.9±0.2	46.99±2.20	TW Hydrae
TWA 26	-88.00±9.00	-34.00±10.00	11.6±2.0	41.98±4.54	TW Hydrae
TWA 9 A	-52.44±2.39	-22.93±1.66	9.5±0.4	46.77±5.42	TW Hydrae
HIP 57632	-497.68±0.87	-114.67±0.44	-0.2±0.5	10.99±0.06	Argus
TWA 23	-72.70±0.90	-29.30±0.90	8.5±1.2	53.90±1.39	TW Hydrae
TWA 27 AB	-71.60±6.70	-22.10±8.50	11.2±2.0	52.63±1.10	TW Hydrae
TWA 25	-74.00±0.80	-27.70±0.80	7.5±0.1	54.11±3.63	TW Hydrae
TWA 11 C	-45.10±2.40	-20.10±2.30	9.0±1.0	69.01±2.42	TW Hydrae
GJ 490 A	-269.00±5.00	-149.00±5.00	-2.9±0.6	18.11±1.01	Tucana-Horologium
PX Vir	-191.13±0.86	-218.73±0.68	0.0±0.5	21.69±0.38	AB-Doradus
GJ 1167 AB	-332.00±5.00	-210.00±5.00	-5.2±2.6	11.49±2.39	Carina
HIP 68994	-69.88±0.79	-29.87±0.60	-5.2±1.0	64.14±3.33	Argus
HIP 74405	-73.87±0.87	-73.08±0.92	-3.5±0.1	50.30±2.68	Argus
HIP 76629 A	-53.98±1.14	-106.00±1.27	3.6±0.9	38.53±1.69	β -Pictoris
HD 139751 A	-70.13±3.32	-159.81±2.39	-8.9±0.4	40.19±4.34	AB-Doradus
HIP 79797	-45.99±0.28	-84.00±0.35	-9.0±4.3	52.21±1.14	Argus
HIP 79881	-31.19±0.26	-100.92±0.18	-13.0±0.8	41.28±0.37	β -Pictoris
HIP 81084	-70.05±2.75	-177.52±2.29	-15.0±0.4	30.67±2.32	AB-Doradus
HD 152555	-37.25±1.01	-114.05±0.73	-16.5±0.4	46.72±2.00	AB-Doradus
HIP 83494	-60.92±0.26	-5.05±0.34	-21.5±1.4	54.97±0.93	Tucana-Horologium
HIP 84586 A	-21.83±0.39	-136.91±0.42	3.3±1.6	31.44±0.49	β -Pictoris
HIP 84642 A	-54.62±1.09	-91.04±0.84	1.3±0.7	58.92±4.65	Tucana-Horologium
HD 160934 AB	-23.30±2.03	47.71±2.20	-26.7±0.1	33.12±2.19	AB-Doradus
HIP 88399 A	4.02±0.60	-86.46±0.36	-0.2±0.5	48.14±1.29	β -Pictoris
HIP 88726 A	10.73±1.05	-106.59±0.51	-7.8±0.4	41.84±1.15	β -Pictoris
HIP 92024 A	32.40±0.17	-149.48±0.17	2.0±4.2	28.54±0.15	β -Pictoris
HIP 92680	17.64±1.13	-83.63±0.76	-4.2±0.2	51.49±2.59	β -Pictoris
HIP 94235 AB	12.51±0.79	-100.15±0.68	8.1±0.6	61.34±2.89	AB-Doradus
HIP 95261	25.57±0.21	-82.71±0.14	13.0±4.2	48.21±0.48	β -Pictoris
HIP 95347	30.49±0.35	-119.21±0.18	-0.7±2.5	55.74±0.68	AB-Doradus
HIP 98495	81.78±0.11	-132.16±0.14	-6.7±0.7	32.21±0.17	Argus
HIP 99273	39.17±0.50	-68.25±0.36	-5.8±2.0	52.21±1.22	β -Pictoris
2MASSJ20100002-2801410	40.70±3.00	-62.00±1.70	-5.8±0.6	47.96±3.05	β -Pictoris
HIP 99770	69.81±0.19	69.14±0.20	-17.3±2.8	42.69±0.40	Argus
HIP 100751	6.90±0.44	-86.02±0.32	2.0±0.9	54.82±1.56	Tucana-Horologium
HIP 102141B	270.45±4.63	-365.60±3.50	-4.0±3.7	10.69±0.41	β -Pictoris
2MASSJ20434114-2433534	62.00±10.00	-60.00±10.00	-6.1±0.3	35.58±4.93	β -Pictoris
HIP 102409	279.96±1.26	-360.61±0.73	-4.5±1.3	9.90±0.10	β -Pictoris
HIP 103311 AB	58.81±0.83	-62.83±0.73	-9.0±3.0	45.66±1.60	β -Pictoris
HIP 105388	28.77±1.01	-94.19±0.55	-0.9±0.7	42.97±1.80	Tucana-Horologium
HIP 105404 AB	25.45±1.69	-103.88±0.73	6.0±2.0	44.44±2.76	Tucana-Horologium
HIP 107345	39.98±2.35	-91.66±1.56	2.3±0.5	43.64±4.91	Tucana-Horologium
HIP 107947	44.05±0.41	-92.02±0.45	1.5±0.6	45.33±1.35	Tucana-Horologium
TYC 5899-0026-1	105.70±1.50	-147.40±1.40	-15.1±1.5	30.49±5.25	AB-Doradus
HIP 108195 A	44.50±0.23	-91.07±0.27	1.0±3.0	46.46±0.88	Tucana-Horologium
HIP 108422 AB	44.50±0.23	-91.07±0.27	1.0±3.0	46.46±0.88	Tucana-Horologium
HIP 109268	126.69±0.14	-147.47±0.14	10.9±1.7	30.96±0.20	AB-Doradus
1RXS J221419.3+253411 AB	164.00±5.00	-44.00±5.00	-19.9±0.3	28.73±2.06	Columba
HIP 110526 A	255.30±3.10	-207.80±2.90	-20.6±2.1	15.51±1.56	AB-Doradus

Name	$\mu_{\alpha\cos\delta}$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Radial Velocities (km/s)	Distance (pc)	Association
HIP 112312 A	184.76±2.64	-119.76±2.31	1.1±1.2	23.34±1.96	β -Pictoris
HD 217343	113.54±2.13	-162.04±1.52	6.3±1.5	30.54±1.89	AB-Doradus
HIP 114066	171.46±1.59	-58.55±1.57	-23.7±0.8	24.50±0.96	AB-Doradus
HIP 114189	107.93±0.60	-49.63±0.46	-12.6±1.4	39.40±1.08	Columba
HD 218860 A	87.53±1.39	-93.36±0.79	11.2±1.3	50.76±2.83	AB-Doradus
HIP 115162	77.52±0.73	-66.90±0.96	-19.7±0.2	50.15±2.86	AB-Doradus
HIP 115738	86.68±0.31	-94.29±0.22	-4.4±0.6	47.05±0.64	AB-Doradus
G 190-27 A	415.00±7.50	-41.00±6.70	-14.5±0.5	14.79±0.39	Columba
HIP 116748 A	79.00±1.10	-67.10±1.20	6.1±0.1	46.29±2.78	Tucana-Horologium
Kappa And	80.73±0.14	-18.70±0.15	-12.7±0.6	51.62±0.50	Columba
HD 222575	69.49±1.18	-67.53±0.95	11.1±1.7	63.69±4.58	AB-Doradus
HIP 117452 AB	100.80±0.25	-105.34±0.23	8.7±2.0	42.14±0.39	AB-Doradus
HIP 118121	79.12±0.47	-60.80±0.46	0.5±0.8	47.43±1.10	Tucana-Horologium

Table 2. IV. *J*-band observations for all the target in the sample

Name	Filter	Instrument	Obs. Date	Nexp	Exposition Time (s)	FWHM ($''$)	Catalog	Conditions
HIP490	J_G0802	F2	2014-07-25	9	612	0.72	median	photometric
HIP560	J_G0802	F2	2014-07-25	9	612	1.31	2MASS	photometric
HIP1113	J_G0802	F2	2016-10-10	14	630	0.67	2MASS	photometric
HIP1134	J	WIRCam	2016-08-18	16	960	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP1481	J_G0802	F2	2014-07-25	9	612	1.01	VISTA	patchy clouds
HIP1910	J_G0802	F2	2016-09-16	14	630	0.77	2MASS	photometric
HIP1993	J_G0802	F2	2015-09-02	14	630	0.89	2MASS	patchy clouds
GJ2006A	J_G0802	F2	2014-07-25	9	612	0.69	2MASS	photometric
HIP2484	J_G0802	F2	2014-08-01	19	722	1.02	2MASS	patchy clouds
HIP2578	J_G0802	F2	2015-11-22	14	630	0.80	2MASS	patchy clouds
HIP2729	J_G0802	F2	2015-09-02	14	630	0.89	2MASS	photometric
HIP3556	J_G0802	F2	2014-07-25	9	612	0.78	2MASS	photometric
HIP3589	J	WIRCam	2015-11-17	16	960	0.21	2MASS	patchy clouds
HIP4448	J_G0802	F2	2014-07-26	10	680	0.95	2MASS	patchy clouds
G132-51B	J	WIRCam	2015-05-28	32	1885	0.70	2MASS	patchy clouds
HD6569	J_G0802	F2	2014-07-26	9	612	0.78	median	patchy clouds
2MASSJ0112542+1526214	J	WIRCam	2015-02-16	15	884	0.70	2MASS	photometric
HIP6276	J_G0802	F2	2014-07-26	9	612	0.93	median	patchy clouds
2MUCD13056	J_G0802	F2	2014-08-01	9	612	0.90	2MASS	photometric
HIP6485	J_G0802	F2	2015-11-27	5	225	1.36	2MASS	patchy clouds
G269-153	J	WIRCam	2015-02-12	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP6856	J_G0802	F2	2014-08-01	9	612	1.06	VISTA	patchy clouds
2MASSJ01351393-0712517	J_G0802	F2	2014-07-25	9	612	1.04	SIMON	photometric
G271-110	J	WIRCam	2016-08-18	16	960	0.20	2MASS	photometric
HIP9141	J_G0802	F2	2014-07-26	9	612	0.73	median	patchy clouds
HIP9685	J_G0802	F2	2014-08-01	9	612	0.92	VISTA	photometric
HIP9892	J_G0802	F2	2016-01-02	14	630	0.84	VISTA	patchy clouds
HIP9902	J_G0802	F2	2016-09-17	14	630	0.83	median	photometric
HIP10272	J_G0802	F2	2014-08-03	9	612	0.97	median	patchy clouds
HIP10602	J_G0802	F2	2015-11-22	15	675	0.81	VISTA	patchy clouds
HIP10679	J_G0802	WIRCam	2015-11-22	15	45	0.24	VISTA	patchy clouds
HIP11152	J	WIRCam	2015-11-17	15	960	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP11360	J_G0802	F2	2014-08-01	11	748	1.12	median	patchy clouds
HIP11437	J	WIRCam	2015-11-17	17	960	0.70	2MASS	patchy clouds

Name	Filter	Instrument	Obs. Date	Nexp	Exposition Time (s)	FWHM (")	Catalog	Conditions
1RXSJ022735.8+471021	J	WIRCam	2016-08-18	19	1140	0.41	2MASS	patchy clouds
HIP12394	J_G0802	F2	2015-11-22	14	630	0.72	2MASS	patchy clouds
HIP12413	J_G0802	F2	2014-07-20	18	1224	0.69	SIMON	patchy clouds
HIP12545	J_G0802	F2	2014-09-22	11	748	0.29	median	patchy clouds
AFHor	J_G0802	F2	2016-08-16	14	630	0.84	VISTA	photometric
HIP12635	J	WIRCam	2015-11-17	16	960	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP12925	J	WIRCam	2015-11-17	16	960	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP13027	J_G0802	F2	2014-07-25	9	612	0.89	2MASS	photometric
HIP13209	J	WIRCam	2015-11-15	16	960	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP14551	J	WIRCam	2016-08-18	15	900	0.33	2MASS	patchy clouds
IS-Eri	J_G0802	F2	2014-07-25	9	612	0.70	2MASS	photometric
HIP14807	J_G0802	F2	2014-08-03	9	612	0.99	median	photometric
HIP14913	J_G0802	F2	2016-11-05	14	630	0.56	median	photometric
HIP15247	J	WIRCam	2015-11-17	17	960	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP15353	J_G0802	F2	2015-09-02	14	630	0.96	2MASS	photometric
CD-351167	J_G0802	F2	2015-11-22	14	630	0.88	2MASS	patchy clouds
CD-441173	J_G0802	F2	2015-09-02	13	585	1.12	median	photometric
V577-Per	J	WIRCam	2015-11-17	16	960	0.70	2MASS	patchy clouds
2MASSJ03350208+2342356	J	WIRCam	2017-04-19	16	960	0.00	2MASS	patchy clouds
HIP16853	J_G0802	F2	2016-09-26	14	630	0.69	2MASS	patchy clouds
HIP17248	J	WIRCam	2015-11-17	16	960	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP17695	J	WIRCam	2015-02-11	24	1355	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP17764	J_G0802	F2	2015-09-02	14	630	0.87	2MASS	photometric
HIP17782	J	WIRCam	2015-11-17	16	900	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP17797	J_G0802	F2	2015-09-02	14	630	0.87	median	photometric
HIP18714	J_G0802	F2	2016-02-11	14	630	0.87	2MASS	photometric
HIP18859	J	WIRCam	2015-02-11	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP19183	J	WIRCam	2015-11-17	16	960	0.21	2MASS	patchy clouds
1RXSJ041417.0-090650	J	WIRCam	2015-02-11	16	942	0.70	VISTA	patchy clouds
HIP21547	J	WIRCam	2015-02-11	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP21632	J	WIRCam	2016-01-18	17	963	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP21965	J	WIRCam	2016-01-18	16	960	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP22295	J_G0802	F2	2016-02-15	14	630	0.75	2MASS	photometric
TYC5899-0026-1	J_G0802	F2	2014-09-22	10	680	1.31	2MASS	patchy clouds

Name	Filter	Instrument	Obs. Date	Nexp	Exposition Time (s)	FWHM ($''$)	Catalog	Conditions
CD-561032	J_G0802	F2	2016-02-15	14	630	0.59	VISTA	photometric
HIP23179	J	WIRCam	2016-01-18	17	963	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP23200	J	WIRCam	2015-02-11	21	1119	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP23309	J_G0802	F2	2016-01-02	14	630	0.76	2MASS	patchy clouds
HIP23362	J	WIRCam	2016-01-18	16	960	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP23418	J	WIRCam	2015-05-27	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
GJ3331	J	WIRCam	2015-05-27	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP24947	J_G0802	F2	2016-02-16	1	45	0.65	2MASS	patchy clouds
HIP25283	J	WIRCam	2015-06-01	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP25486	J	WIRCam	2015-05-28	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
HD36705B	J_G0802	F2	2015-09-13	14	630	0.84	2MASS	patchy clouds
HIP26309	J	WIRCam	2016-02-11	8	480	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP26369	J_G0802	F2	2016-02-11	14	630	0.53	2MASS	photometric
HIP26453	J	WIRCam	2016-01-18	16	960	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP26990	J_G0802	F2	2014-09-21	9	612	0.69	2MASS	photometric
HIP27321	J_G0802	F2	2015-09-02	13	585	0.87	SIMON	patchy clouds
HIP28036	J_G0802	F2	2015-09-02	14	630	1.00	2MASS	photometric
HIP28474	J_G0802	F2	2015-04-06	10	450	0.74	2MASS	patchy clouds
AP-CoI	J	WIRCam	2015-06-01	54	2886	0.70	2MASS	patchy clouds
2MASSJ06085283-2735583	J_G0802	F2	2014-09-22	9	612	0.87	2MASS	photometric
Cd-352722	J	WIRCam	2016-02-11	13	766	0.70	2MASS	patchy clouds
2MASSJ06131330-2742054	J	WIRCam	2015-06-01	6	353	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP29964	J_G0802	F2	2014-09-22	9	612	1.01	2MASS	photometric
HIP30030	J	WIRCam	2015-11-17	17	1020	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP30034	J_G0802	F2	2015-03-22	14	630	0.61	2MASS	patchy clouds
HIP30314	J_G0802	F2	2016-02-14	14	630	0.57	2MASS	photometric
AK-Pic	J_G0802	F2	2016-02-15	14	630	0.64	2MASS	photometric
CD-611439	J_G0802	F2	2016-02-11	14	630	0.53	2MASS	photometric
HIP32104	J	WIRCam	2015-11-17	17	960	0.40	2MASS	patchy clouds
HIP32235	J_G0802	F2	2015-04-25	14	630	0.68	2MASS	photometric
HIP32435	J_G0802	F2	2015-04-25	14	630	0.76	2MASS	photometric
HIP33737	J_G0802	F2	2015-04-25	14	630	0.73	2MASS	photometric
BD+201790	J	WIRCam	2015-06-01	36	2062	0.70	2MASS	patchy clouds
GJ2060C	J	WIRCam	2015-06-01	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds

Name	Filter	Instrument	Obs. Date	Nexp	Exposition Time (s)	FWHM ($''$)	Catalog	Conditions
HIP36948	J_G0802	F2	2014-09-22	9	612	1.07	2MASS	patchy clouds
HIP47135	J_G0802	F2	2015-04-23	14	630	0.72	2MASS	photometric
TWA21	J_G0802	F2	2015-03-03	14	630	0.74	2MASS	photometric
HIP50191	J_G0802	F2	2016-01-03	16	720	0.77	VISTA	patchy clouds
TWA22	J_G0802	F2	2016-01-02	14	630	0.77	2MASS	photometric
HIP51317	J	WIRCam	2016-02-15	15	884	0.70	2MASS	photometric
TWA1	J	WIRCam	2015-06-11	19	1119	0.70	VISTA	patchy clouds
TWA2	J	WIRCam	2015-06-16	23	1355	0.70	2MASS	patchy clouds
TWA12	J_G0802	F2	2016-02-10	14	630	0.54	VISTA	photometric
TWA13	J_G0802	F2	2016-01-30	14	630	0.60	VISTA	photometric
TWA4	J	WIRCam	2016-01-18	16	960	0.70	2MASS	patchy clouds
TWA5	J_G0802	F2	2015-12-29	14	630	0.85	2MASS	photometric
TWA30A	J	WIRCam	2016-11-18	16	960	0.70	2MASS	patchy clouds
TWA8B	J	WIRCam	2016-01-18	23	1380	0.70	2MASS	patchy clouds
TWA26	J	WIRCam	2016-01-18	34	1980	0.70	2MASS	patchy clouds
TWA9	J_G0802	F2	2016-02-10	28	1260	0.62	2MASS	patchy clouds
HIP57632	J	WIRCam	2016-01-18	16	960	0.70	2MASS	patchy clouds
TWA23	J	WIRCam	2016-01-18	26	1500	0.70	2MASS	patchy clouds
TWA27	J_G0802	F2	2016-01-11	14	630	0.50	VISTA	photometric
TWA25	J_G0802	F2	2016-02-16	14	630	0.79	VISTA	photometric
TWA11C	J_G0802	F2	2016-02-15	14	630	0.79	VISTA	photometric
GJ490	J	WIRCam	2016-01-26	14	825	0.70	2MASS	patchy clouds
PX-Vir	J	WIRCam	2016-01-19	16	960	0.70	VISTA	patchy clouds
GJ1167	J	WIRCam	2015-06-01	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP68994	J_G0802	F2	2015-04-10	14	630	0.63	2MASS	photometric
HIP74405	J_G0802	F2	2015-03-02	16	720	0.75	2MASS	photometric
HIP76629	J_G0802	F2	2015-03-03	14	630	0.67	2MASS	photometric
HIP76768	J	WIRCam	2015-06-15	16	1649	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP79797	J_G0802	F2	2015-04-10	14	630	0.71	2MASS	photometric
HIP79881	J_G0802	F2	2014-07-25	19	646	0.55	2MASS	photometric
HIP81084	J_G0802	F2	2014-07-25	18	612	0.57	VISTA	photometric
HIP82688	J	WIRCam	2015-07-16	16	942	0.70	VISTA	patchy clouds
HIP83494	J	WIRCam	2015-07-16	16	1001	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP84586	J_G0802	F2	2014-07-25	18	612	0.59	2MASS	photometric

Name	Filter	Instrument	Obs. Date	Nexp	Exposition Time (s)	FWHM ($''$)	Catalog	Conditions
HIP84642	J_G0802	F2	2015-04-10	14	630	0.63	2MASS	photometric
HIP86346	J	WIRCcam	2015-07-16	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP88399	J_G0802	F2	2014-08-02	37	1258	0.90	2MASS	patchy clouds
HR6750	J_G0802	F2	2014-07-25	18	612	0.60	VISTA	photometric
HIP92024	J_G0802	F2	2016-02-24	14	630	0.59	2MASS	photometric
HIP92680	J_G0802	F2	2014-07-25	18	612	0.57	2MASS	photometric
HIP94235	J_G0802	F2	2015-09-02	14	630	0.82	2MASS	photometric
Eta-TeLA	J_G0802	F2	2014-07-25	9	612	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP95347	J_G0802	F2	2014-07-25	18	612	0.57	VISTA	photometric
HIP98495	J_G0802	F2	2014-08-03	26	884	0.98	2MASS	photometric
HIP99273	J_G0802	F2	2014-07-25	9	612	0.58	2MASS	photometric
2MASSJ20100002-2801410	J	WIRCcam	2015-07-15	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP99770	J	WIRCcam	2015-07-16	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP100751	J_G0802	F2	2016-08-15	14	630	0.79	VISTA	photometric
HIP102141	J	WIRCcam	2014-09-09	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
2MASSJ20434114-2433534	J	WIRCcam	2015-07-17	15	884	0.20	2MASS	patchy clouds
HIP102409	J	WIRCcam	2015-02-12	22	1296	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP103311	J_G0802	F2	2014-08-01	9	612	0.70	2MASS	photometric
HIP105388	J_G0802	F2	2015-04-22	16	720	0.84	2MASS	photometric
HIP105404	J_G0802	F2	2015-04-23	14	630	0.80	VISTA	photometric
HIP107345	J_G0802	F2	2015-04-24	14	630	0.68	2MASS	photometric
HIP107947	J_G0802	F2	2015-04-23	14	630	0.85	2MASS	photometric
HIP108195	J_G0802	F2	2015-05-13	14	630	0.66	VISTA	patchy clouds
HIP108422	J_G0802	F2	2015-04-29	14	630	0.74	median	photometric
HIP109268	J_G0802	F2	2014-07-25	9	612	0.75	VISTA	patchy clouds
IRXSJ221419.3+253411	J	WIRCcam	2014-09-12	21	1237	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP110526	J	WIRCcam	2014-09-09	20	1119	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP112312	J	WIRCcam	2014-09-09	20	1119	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP113579	J_G0802	F2	2014-07-20	9	612	0.47	median	photometric
HIP114066	J	WIRCcam	2016-01-19	18	1060	0.70	2MASS	patchy clouds
HR8799	J_G0802	F2	2014-07-25	9	612	0.92	median	photometric
HIP114530	J_G0802	F2	2015-04-29	14	630	0.60	median	patchy clouds
HIP115162	J	WIRCcam	2015-07-16	15	942	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP115738	J	WIRCcam	2015-07-16	16	942	0.70	VISTA	patchy clouds

Name	Filter	Instrument	Obs. Date	Nexp	Exposition Time (s)	FWHM ($''$)	Catalog	Conditions
G190-27	J	WIRCcam	2014-09-09	16	942	0.70	2MASS	patchy clouds
HIP116748	J_G0802	F2	2014-08-01	9	612	0.96	2MASS	patchy clouds
HIP116805	J	WIRCcam	2015-07-15	19	1119	0.70	2MASS	patchy clouds
HD222575	J_G0802	F2	2015-09-02	14	630	0.76	2MASS	photometric
HIP117452	J_G0802	F2	2016-10-09	14	630	0.54	median	patchy clouds
HIP118121	J_G0802	F2	2016-06-10	14	630	0.99	2MASS	photometric

Table 2. V. z'_{ab} -band observation for all the target in the sample

Name	Filter	Instrument	Obs. Date	Nexp	Exposition Time (s)	FWHM ($''$)	Catalog	Conditions
HIP490	z_G0328	GMOS-S	2014-09-09	8	1200	5.57	skymapper	patchy clouds
HIP560	z_G0328	GMOS-S	2014-10-10	8	1200	0.93	panstarrs	patchy clouds
HIP1113	z_G0328	GMOS-S	2015-09-02	8	520	0.76	skymapper	patchy clouds
HIP1134	z_MP9901	MegaCam	2016-09-07	4	1244	3.20	skymapper	photometric
HIP1481	z_G0328	GMOS-S	2014-07-20	9	1350	0.89	median	patchy clouds
HIP1910	z_G0328	GMOS-S	2015-08-03	9	585	0.98	skymapper	patchy clouds
HIP1993	z_G0328	GMOS-S	2015-08-24	11	715	0.88	skymapper	photometric
GJ2006A	z_G0328	GMOS-S	2016-06-10	8	520	0.99	skymapper	patchy clouds
HIP2484	z_G0328	GMOS-S	2014-09-09	8	1200	1.04	median	patchy clouds
HIP2578	z_G0328	GMOS-S	2015-08-03	8	520	1.00	median	patchy clouds
HIP2729	z_G0328	GMOS-S	2015-09-02	8	520	0.85	skymapper	patchy clouds
HIP3556	z_G0328	GMOS-S	2014-10-10	10	1500	0.90	skymapper	photometric
HIP3589	z_MP9901	MegaCam	2015-09-10	4	1245	0.56	panstarrs	photometric
HIP4448	z_G0328	GMOS-S	2014-08-26	8	1200	0.79	median	patchy clouds
G132-51B	z_MP9801	MegaCam	2014-07-18	4	1245	3.30	SDSS	photometric
HD6569	z_G0328	GMOS-S	2016-06-08	7	455	0.91	skymapper	patchy clouds
2MASSJ0112542+1526214	z_MP9801	MegaCam	2014-06-29	4	1245	3.78	SDSS	photometric
HIP6276	z_G0328	GMOS-S	2014-09-08	11	1650	0.65	panstarrs	patchy clouds
2MUCD13056	z_G0328	GMOS-S	2013-12-25	3	602	0.76	skymapper	photometric
HIP6485	z_G0328	GMOS-S	2015-09-02	8	520	0.65	skymapper	patchy clouds
G269-153	z_MP9801	MegaCam	2014-08-24	8	3809	0.59	skymapper	patchy clouds
HIP6856	z_G0328	GMOS-S	2014-10-10	10	1500	0.95	skymapper	patchy clouds
2MASSJ01351393-0712517	z_G0328	GMOS-S	2011-09-22	3	602	0.91	SDSS	photometric
G271-110	z_MP9901	MegaCam	2016-09-08	4	1244	0.67	skymapper	patchy clouds
HIP9141	z_G0328	GMOS-S	2014-10-10	12	1800	0.91	skymapper	patchy clouds
HIP9685	z_G0328	GMOS-S	2016-08-04	8	520	0.39	median	patchy clouds
HIP9892	z_G0328	GMOS-S	2015-09-03	6	390	0.75	skymapper	photometric
HIP9902	z_G0328	GMOS-S	2016-08-04	8	520	0.95	median	patchy clouds
HIP10272	z_G0328	GMOS-S	2014-10-07	8	1200	0.68	SDSS	patchy clouds
HIP10602	z_G0328	GMOS-S	2016-08-01	8	520	0.84	median	patchy clouds
HIP10679	z_MP9801	MegaCam	2014-08-24	4	1244	0.49	SDSS	photometric
HIP11152	z_MP9801	MegaCam	2014-08-24	6	1867	3.48	SDSS	photometric
HIP11360	z_G0328	GMOS-S	2015-09-28	8	520	0.86	median	patchy clouds
HIP11437	z_MP9901	MegaCam	2015-09-08	4	1244	2.84	SDSS	photometric

Name	Filter	Instrument	Obs. Date	Nexp	Exposition Time (s)	FWHM ($''$)	Catalog	Conditions
1RXSJ022735.8+471021	z_MP9901	MegaCam	2016-10-22	7	2178	0.76	median	patchy clouds
HIP 12394	z_G0328	GMOS-S	2015-08-24	8	520	0.91	median	patchy clouds
HIP 12413	z_G0328	GMOS-S	2014-07-20	8	1200	0.72	median	patchy clouds
HIP 12545	z_G0328	GMOS-S	2015-09-28	7	455	0.86	SDSS	patchy clouds
AFHor	z_G0328	GMOS-S	2015-09-03	8	520	0.77	skymapper	patchy clouds
HIP12635	z_MP9901	MegaCam	2015-09-08	6	1867	0.51	panstarrs	photometric
HIP12925	z_MP9901	MegaCam	2015-09-09	4	1244	3.29	SDSS	photometric
HIP13027	z_G0328	GMOS-S	2014-09-24	8	1200	0.79	median	patchy clouds
HIP13209	z_MP9901	MegaCam	2015-09-09	4	1245	0.47	panstarrs	photometric
HIP14551	z_MP9901	MegaCam	2016-11-04	10	3111	0.77	skymapper	photometric
IS-Eri	z_G0328	GMOS-S	2014-09-08	6	900	1.08	skymapper	0
HIP14807	z_G0328	GMOS-S	2014-10-18	8	1200	0.90	median	patchy clouds
HIP14913	z_G0328	GMOS-S	2016-08-04	8	520	0.88	median	patchy clouds
HIP15247	z_MP9901	MegaCam	2015-09-08	4	1245	3.53	panstarrs	photometric
HIP15353	z_G0328	GMOS-S	2015-09-28	8	520	0.72	median	patchy clouds
CD-351167	z_G0328	GMOS-S	2015-09-08	9	585	0.89	median	patchy clouds
CD-441173	z_G0328	GMOS-S	2015-09-28	8	520	0.94	skymapper	patchy clouds
V577-Per	z_MP9901	MegaCam	2015-09-10	4	1245	0.46	median	patchy clouds
2MASSJ03350208+2342356	z_G0328	GMOS-S	2013-01-03	3	602	1.00	panstarrs	photometric
HIP16853	z_G0328	GMOS-S	2016-08-03	8	520	1.06	median	patchy clouds
HIP17248	z_MP9901	MegaCam	2015-09-08	4	1245	0.48	panstarrs	photometric
HIP17695	z_MP9801	MegaCam	2014-10-22	4	1244	3.42	skymapper	photometric
HIP17764	z_G0328	GMOS-S	2015-09-29	8	520	0.95	skymapper	patchy clouds
HIP17782	z_MP9901	MegaCam	2015-09-09	4	1245	0.49	panstarrs	photometric
HIP17797	z_G0328	GMOS-S	2015-09-03	8	520	0.82	median	patchy clouds
HIP18714	z_G0328	GMOS-S	2016-02-11	8	520	0.61	median	photometric
HIP18859	z_MP9801	MegaCam	2014-08-26	4	1244	0.53	SDSS	photometric
HIP19183	z_MP9901	MegaCam	2015-09-09	4	1244	0.50	panstarrs	photometric
1RXSJ041417.0-090650	z_MP9901	MegaCam	2016-09-08	4	1244	0.63	skymapper	photometric
HIP21547	z_MP9801	MegaCam	2014-08-29	8	2489	3.59	skymapper	photometric
HIP21632	z_MP9901	MegaCam	2016-09-08	4	1244	0.69	skymapper	photometric
HIP21965	z_MP9901	MegaCam	2016-09-08	4	1244	0.70	skymapper	photometric
HIP22295	z_G0328	GMOS-S	2016-02-15	8	520	0.79	skymapper	patchy clouds
TYC5899-0026-1	z_G0328	GMOS-S	2016-02-17	8	520	0.76	panstarrs	patchy clouds

Name	Filter	Instrument	Obs. Date	Nexp	Exposition Time (s)	FWHM ($''$)	Catalog	Conditions
CD-561032	z_G0328	GMOS-S	2012-09-20	3	602	1.43	skymapper	photometric
HIP23179	z_MP9901	MegaCam	2015-09-15	4	1245	0.72	panstarrs	photometric
HIP23200	z_MP9801	MegaCam	2014-10-22	4	1244	3.16	panstarrs	photometric
HIP23309	z_G0328	GMOS-S	2015-09-28	8	520	0.98	median	patchy clouds
HIP23362	z_MP9901	MegaCam	2017-01-28	10	4761	0.84	panstarrs	photometric
HIP23418	z_MP9801	MegaCam	2014-10-26	9	2800	0.89	panstarrs	photometric
GJ3331	z_MP9801	MegaCam	2014-10-23	10	3111	3.38	skymapper	photometric
HIP24947	z_G0328	GMOS-S	2013-10-10	3	602	0.56	median	photometric
HIP25283	z_MP9801	MegaCam	2014-10-30	5	2380	5.06	skymapper	photometric
HIP25486	z_MP9801	MegaCam	2014-10-27	4	1244	0.55	skymapper	photometric
HD36705B	z_G0328	GMOS-S	2015-08-23	8	520	0.73	skymapper	patchy clouds
HIP26309	z_MP9901	MegaCam	2016-01-01	8	2489	4.11	skymapper	photometric
HIP26369	z_G0328	GMOS-S	2016-02-11	9	585	0.56	skymapper	photometric
HIP26453	z_MP9901	MegaCam	2016-01-01	8	2489	0.73	skymapper	photometric
HIP26990	z_G0328	GMOS-S	2015-09-08	12	780	0.95	skymapper	patchy clouds
HIP27321	z_G0328	GMOS-S	2015-09-28	8	520	0.82	median	patchy clouds
HIP28036	z_G0328	GMOS-S	2015-09-28	8	520	0.85	skymapper	patchy clouds
HIP28474	z_G0328	GMOS-S	2015-03-14	9	1350	0.47	skymapper	patchy clouds
AP-Co1	z_MP9801	MegaCam	2014-10-28	5	2380	3.62	skymapper	photometric
2MASSJ06085283-2735583	z_G0328	GMOS-S	2012-10-12	3	602	0.91	skymapper	photometric
Cd-352722	z_MP9801	MegaCam	2014-10-27	6	1867	0.76	skymapper	photometric
2MASSJ06131330-2742054	z_MP9801	MegaCam	2014-11-17	4	1244	0.75	skymapper	photometric
HIP29964	z_G0328	GMOS-S	2014-09-09	8	1200	1.34	skymapper	patchy clouds
HIP30030	z_MP9901	MegaCam	2015-09-17	5	1555	0.80	skymapper	photometric
HIP30034	z_G0328	GMOS-S	2015-03-14	9	1350	0.55	median	patchy clouds
HIP30314	z_G0328	GMOS-S	2016-02-14	8	520	0.62	median	photometric
AK-Pic	z_G0328	GMOS-S	2016-02-14	9	585	0.70	skymapper	photometric
CD-611439	z_G0328	GMOS-S	2016-02-11	8	520	0.59	skymapper	photometric
HIP32104	z_MP9901	MegaCam	2015-09-15	4	1245	0.79	median	patchy clouds
HIP32235	z_G0328	GMOS-S	2015-03-14	9	1350	0.80	skymapper	patchy clouds
HIP32435	z_G0328	GMOS-S	2015-03-16	9	1350	0.59	skymapper	patchy clouds
HIP33737	z_G0328	GMOS-S	2015-03-15	9	1350	0.64	median	patchy clouds
BD+201790	z_MP9801	MegaCam	2014-10-30	5	1555	3.61	panstarrs	photometric
GJ2060C	z_MP9801	MegaCam	2014-11-18	4	1904	4.07	skymapper	photometric

Name	Filter	Instrument	Obs. Date	Nexp	Exposition Time (s)	FWHM ($''$)	Catalog	Conditions
HIP36948	z_G0328	GMOS-S	2016-08-31	8	520	0.62	skymapper	photometric
HIP47135	z_G0328	GMOS-S	2015-03-14	9	1350	0.69	skymapper	patchy clouds
TWA21	z_G0328	GMOS-S	2015-03-03	9	1350	0.86	skymapper	patchy clouds
HIP50191	z_G0328	GMOS-S	2016-01-02	8	520	0.83	median	patchy clouds
TWA22	z_G0328	GMOS-S	2015-11-16	8	520	0.80	skymapper	patchy clouds
HIP51317	z_MP9901	MegaCam	2016-01-02	4	1244	3.30	SDSS	photometric
TWA1	z_MP9901	MegaCam	2016-04-12	6	2856	0.93	skymapper	patchy clouds
TWA2	z_MP9901	MegaCam	2016-01-01	5	2381	0.83	skymapper	photometric
TWA12	z_G0328	GMOS-S	2016-02-10	8	520	0.66	skymapper	patchy clouds
TWA13	z_G0328	GMOS-S	2016-01-31	12	780	0.73	median	patchy clouds
TWA4	z_MP9901	MegaCam	2016-01-01	4	1244	0.70	skymapper	photometric
TWA5	z_G0328	GMOS-S	2015-11-22	10	650	0.69	skymapper	patchy clouds
TWA30A	z_MP9901	MegaCam	2016-12-24	6	2857	0.69	skymapper	photometric
TWA8B	z_MP9901	MegaCam	2016-01-02	4	1244	0.66	skymapper	photometric
TWA26	z_MP9901	GMOS-S	2016-01-02	4	1904	3.71	skymapper	photometric
TWA9	z_G0328	GMOS-S	2016-02-10	8	520	0.71	skymapper	0
HIP57632	z_MP9801	MegaCam	2015-01-16	8	2489	4.00	panstarrs	photometric
TWA23	z_MP9901	MegaCam	2016-01-03	6	2856	0.83	skymapper	patchy clouds
TWA27	z_G0328	GMOS-S	2015-12-17	8	520	0.84	skymapper	patchy clouds
TWA25	z_G0328	GMOS-S	2016-02-23	9	585	0.89	skymapper	patchy clouds
TWA11C	z_G0328	GMOS-S	2016-02-15	8	520	0.76	median	patchy clouds
GJ490	z_MP9801	MegaCam	2014-07-03	8	2489	4.40	SDSS	patchy clouds
PX-Vir	z_MP9801	MegaCam	2014-07-03	4	1244	0.47	skymapper	photometric
GJ1167	z_MP9801	MegaCam	2014-07-03	4	1244	3.49	SDSS	photometric
HIP68994	z_G0328	GMOS-S	2015-03-09	9	1350	0.46	median	photometric
HIP74405	z_G0328	GMOS-S	2015-03-02	7	1050	0.80	skymapper	patchy clouds
HIP76629	z_G0328	GMOS-S	2015-03-04	8	1200	0.60	median	patchy clouds
HIP76768	z_MP9901	MegaCam	2016-05-30	4	1244	0.55	skymapper	photometric
HIP79797	z_G0328	GMOS-S	2015-03-14	9	1350	0.64	median	patchy clouds
HIP79881	z_G0328	GMOS-S	2014-08-26	8	1200	0.53	panstarrs	photometric
HIP81084	z_G0328	GMOS-S	2014-09-08	9	1350	0.76	skymapper	patchy clouds
HIP82688	z_MP9901	MegaCam	2016-09-06	4	1244	3.01	skymapper	patchy clouds
HIP83494	z_MP9901	MegaCam	2015-08-20	5	1556	0.71	median	patchy clouds
HIP84586	z_G0328	GMOS-S	2014-08-26	8	1200	0.83	skymapper	patchy clouds

Name	Filter	Instrument	Obs. Date	Nexp	Exposition Time (s)	FWHM ($''$)	Catalog	Conditions
HIP84642	z_G0328	GMOS-S	2015-03-22	9	1350	0.70	skymapper	patchy clouds
HIP86346	z_MP9901	MegaCam	2016-09-06	4	1245	0.50	median	patchy clouds
HIP88399	z_G0328	GMOS-S	2016-02-17	10	650	1.09	skymapper	patchy clouds
HR6750	z_G0328	GMOS-S	2014-09-02	15	2250	1.24	median	patchy clouds
HIP92024	z_G0328	GMOS-S	2016-02-24	8	520	0.79	median	patchy clouds
HIP92680	z_G0328	GMOS-S	2016-03-06	8	520	0.72	skymapper	patchy clouds
HIP94235	z_G0328	GMOS-S	2015-08-24	8	520	0.81	skymapper	patchy clouds
Eta-TeLA	z_G0328	GMOS-S	2014-09-03	11	1650	1.06	median	patchy clouds
HIP95347	z_G0328	GMOS-S	2016-03-14	8	520	0.72	median	patchy clouds
HIP98495	z_G0328	GMOS-S	2014-10-09	8	1200	0.68	median	patchy clouds
HIP99273	z_G0328	GMOS-S	2016-03-10	9	585	0.75	skymapper	patchy clouds
2MASSJ20100002-2801410	z_MP9901	MegaCam	2015-07-10	6	1867	0.79	skymapper	patchy clouds
HIP99770	z_MP9901	MegaCam	2015-06-10	4	1245	0.59	panstarrs	patchy clouds
HIP100751	z_G0328	GMOS-S	2016-08-05	6	390	0.97	median	patchy clouds
HIP102141	z_MP9801	MegaCam	2014-06-28	3	1428	3.63	skymapper	patchy clouds
2MASSJ20434114-2433534	z_MP9901	MegaCam	2016-09-06	4	1244	0.63	skymapper	photometric
HIP102409	z_MP9801	MegaCam	2014-09-18	5	2380	4.11	skymapper	patchy clouds
HIP103311	z_G0328	GMOS-S	2016-03-25	8	520	0.84	median	patchy clouds
HIP105388	z_G0328	GMOS-S	2015-03-31	9	1350	0.85	skymapper	patchy clouds
HIP105404	z_G0328	GMOS-S	2015-04-18	13	1950	0.80	skymapper	patchy clouds
HIP107345	z_G0328	GMOS-S	2015-04-19	12	1800	0.94	skymapper	photometric
HIP107947	z_G0328	GMOS-S	2015-04-01	9	1350	0.67	skymapper	patchy clouds
HIP108195	z_G0328	GMOS-S	2015-04-23	12	1800	0.74	median	patchy clouds
HIP108422	z_G0328	GMOS-S	2015-06-04	13	1950	0.74	skymapper	patchy clouds
HIP109268	z_G0328	GMOS-S	2014-09-07	8	1200	0.86	median	patchy clouds
IRXSJ221419.3+253411	z_MP9801	MegaCam	2014-06-22	4	1245	2.96	median	photometric
HIP110526	z_MP9801	MegaCam	2014-06-22	4	1245	3.05	median	patchy clouds
HIP112312	z_MP9801	MegaCam	2014-07-01	8	3809	0.65	skymapper	photometric
HIP113579	z_G0328	GMOS-S	2014-07-20	8	1200	0.65	panstarrs	patchy clouds
HIP114066	z_MP9801	MegaCam	2014-07-01	4	1245	0.71	panstarrs	patchy clouds
HR8799	z_G0328	GMOS-S	2015-08-24	8	520	0.84	SDSS	patchy clouds
HIP114530	z_G0328	GMOS-S	2015-05-13	9	1350	0.67	median	patchy clouds
HIP115162	z_MP9901	MegaCam	2016-09-07	4	1244	0.53	panstarrs	patchy clouds
HIP115738	z_MP9901	MegaCam	2016-09-07	4	1244	0.47	median	photometric

Name	Filter	Instrument	Obs. Date	Nexp	Exposition Time (s)	FWHM ($''$)	Catalog	Conditions
G190-27	z_MP9801	MegaCam	2014-06-23	4	1245	2.73	panstarrs	photometric
HIP116748	z_G0328	GMOS-S	2016-05-22	8	520	1.10	skymapper	patchy clouds
HIP116805	z_MP9901	MegaCam	2016-09-07	4	1245	0.62	SDSS	patchy clouds
HD222575	z_G0328	GMOS-S	2016-06-22	8	520	0.80	skymapper	patchy clouds
HIP117452	z_G0328	GMOS-S	2015-08-03	9	585	0.89	panstarrs	patchy clouds
HIP118121	z_G0328	GMOS-S	2015-05-13	9	1350	0.75	median	patchy clouds

Table 2. VI. 7σ detection limits in the J band

Name	a_{min} '	a_{max} '	a_{min} AU	a_{min} AU	J	M_J '	Mass Limit M_{Jup}
HIP490	32	180	1241	7096	22.1	19.1	1.0
HIP560	46	180	1808	7096	20.7	17.7	1.7
HIP1113	5	180	232	8001	21.0	17.7	1.7
HIP1134	19	630	877	29717	21.8	18.5	1.3
HIP1481	27	180	1137	7486	20.6	17.5	1.8
HIP1910	22	180	1163	9543	21.5	17.9	1.6
HIP1993	23	180	1055	8254	21.4	18.1	1.5
GJ2006A	26	180	823	5802	21.3	18.8	1.2
HIP2484	72	180	2996	7461	20.0	16.9	2.2
HIP2578	52	180	2378	8209	21.0	17.7	1.7
HIP2729	28	180	1242	7917	21.6	18.4	1.4
HIP3556	15	180	596	7271	21.3	18.2	1.4
HIP3589	2	630	126	33104	21.2	17.6	1.8
HIP4448	22	180	907	7321	20.9	17.8	1.7
G132-51B	17	630	512	18871	22.6	20.2	0.7
HD6569	3	180	153	8531	22.2	18.8	1.1
2MASSJ01112542+1526214	8	630	183	13741	22.3	20.6	0.6
HIP6276	27	180	935	6198	20.8	18.1	1.5
2MUCD13056	5	180	220	7586	20.7	17.6	1.8
HIP6485	19	180	945	8924	21.6	18.1	1.5
G269-153	15	630	377	15837	21.7	19.7	0.9
HIP6856	26	180	953	6491	20.6	17.8	1.7
2MASSJ01351393-0712517	13	180	505	6825	20.9	18.0	1.6
G271-110	11	630	259	15127	21.0	19.1	1.0
HIP9141	21	180	861	7369	22.0	19.0	1.1
HIP9685	30	180	1410	8605	20.5	17.2	2.0
HIP9892	22	180	1137	9179	20.4	16.9	2.2
HIP9902	36	180	1574	7958	21.1	17.9	1.6
HIP10272	33	180	1193	6600	20.6	17.8	1.7
HIP10602	53	180	2519	8491	21.7	18.4	1.4
HIP10679	33	630	894	17231	21.1	18.9	1.1
HIP11152	2	630	60	18081	21.3	19.0	1.0
HIP11360	15	180	685	8069	23.2	20.0	0.8
HIP11437	2	630	96	25182	22.3	19.3	0.9
1RXSJ022735.8+471021	11	630	304	17270	20.3	18.1	4.0
HIP12394	53	180	2480	8388	21.0	17.7	4.7
HIP12413	26	180	919	6430	22.1	19.3	2.7
HIP12545	19	180	779	7574	21.6	18.4	3.7
AFHor	30	180	806	4775	21.0	18.9	3.1
HIP12635	17	630	847	31785	22.0	18.5	3.6
HIP12925	15	630	815	34237	21.7	18.0	4.2
HIP13027	34	180	1142	6046	20.7	18.1	4.1
HIP13209	41	630	2087	32011	22.4	18.8	3.2
HIP14551	25	630	1377	34443	20.6	17.0	5.9
IS-Eri	27	180	997	6741	21.2	18.3	3.9
HIP14807	34	180	1373	7236	21.5	18.5	3.6
HIP14913	52	180	2218	7657	21.1	18.0	4.3
HIP15247	31	180	1524	8871	23.1	19.6	2.4
HIP15353	42	180	2295	9900	21.3	17.6	4.8
CD-351167	15	180	714	8829	22.2	18.7	3.3
CD-441173	30	180	1240	7568	20.6	17.5	5.0
V577-Per	6	630	206	21675	20.8	18.1	4.1
2MASSJ03350208+2342356	2	630	76	26708	20.8	17.6	4.8
HIP16853	34	180	1467	7810	21.7	18.5	3.5

Name	a_{min} '	a_{max} '	a_{min} AU	a_{min} AU	J	M_J '	Mass Limit M_{Jup}
HIP17248	8	630	264	22194	20.8	18.1	4.2
HIP17695	13	630	208	10166	22.2	21.2	1.5
HIP17764	33	180	1761	9739	21.3	17.6	4.8
HIP17782	7	630	341	32574	20.5	16.9	6.0
HIP17797	60	180	3068	9142	20.0	16.5	6.9
HIP18714	17	180	829	8738	21.4	18.0	4.2
HIP18859	34	630	633	11870	22.0	20.6	1.8
HIP19183	17	630	911	34785	20.7	17.0	5.9
1RXSJ041417.0-090650	2	630	43	15007	22.3	20.4	1.9
HIP21547	24	630	697	18549	22.1	19.8	2.3
HIP21632	17	630	927	35410	21.6	17.9	4.4
HIP21965	23	630	1449	40070	20.6	16.6	6.6
HIP22295	30	180	1812	10993	21.2	17.3	5.2
TYC5899-0026-1	26	180	790	5495	20.8	18.4	3.8
CD-561032	29	180	328	2014	20.7	20.5	1.8
HIP23179	37	630	1913	32948	21.0	17.4	5.1
HIP23200	4	630	93	16312	20.7	18.7	3.4
HIP23309	28	180	757	4825	21.3	19.2	2.8
HIP23362	36	630	2166	38246	21.2	17.3	5.3
HIP23418	24	630	605	15687	20.9	18.9	3.1
GJ3331	38	630	731	12098	21.0	19.6	2.4
HIP24947	25	180	1217	8704	21.0	17.6	4.8
HIP25283	41	630	734	11347	21.4	20.1	2.0
HIP25486	31	630	836	17044	21.8	19.7	2.4
HD36705B	41	180	616	2693	20.3	19.4	2.6
HIP26309	34	630	1774	33279	20.9	17.3	1.3
HIP26369	33	180	840	4619	22.0	20.0	0.6
HIP26453	20	630	1141	35792	20.9	17.1	1.4
HIP26990	21	180	1146	9977	21.3	17.6	1.2
HIP27321	60	180	1169	3503	20.7	19.3	0.7
HIP28036	37	180	1997	9798	20.9	17.2	1.4
HIP28474	15	180	785	9468	20.6	17.0	1.5
AP-Col	4	630	30	5287	22.3	22.7	0.0
2MASSJ06085283-2753583	3	180	101	5631	20.5	18.1	1.0
Cd-352722	3	630	57	13411	20.9	19.3	0.7
2MASSJ06131330-2742054	6	630	185	18531	20.5	18.1	1.0
HIP29964	15	180	583	6946	19.7	16.8	1.6
HIP30030	3	630	162	31034	20.2	16.8	1.6
HIP30034	17	180	771	8299	21.6	18.3	0.9
HIP30314	44	180	1057	4285	23.5	21.6	0.8
AK-Pic	44	180	939	3837	22.6	20.9	0.9
CD-611439	25	180	551	4027	21.7	19.9	1.4
HIP32104	33	630	1453	27500	21.4	18.2	2.4
HIP32235	2	180	105	10494	21.0	17.2	3.4
HIP32435	22	180	1230	10094	20.7	17.0	3.7
HIP33737	24	180	1429	10599	21.2	17.3	3.2
BD+201790	21	630	534	16245	23.1	21.0	0.9
GJ2060C	3	630	40	9393	20.6	19.8	1.5
HIP36948	16	180	554	6369	19.3	16.6	4.2
HIP47135	24	180	1603	12249	20.7	16.5	4.2
TWA21	172	180	9399	9873	20.1	16.4	4.5
HIP50191	54	180	1672	5599	20.3	17.8	2.8
TWA22	20	180	347	3161	19.8	18.5	2.2
HIP51317	33	630	543	10274	20.6	19.5	1.6
TWA1	2	630	129	33851	20.9	17.2	3.4

Name	a_{min} '	a_{max} '	a_{min} AU	a_{min} AU	J	M_J '	Mass Limit M_{Jup}
TWA2	32	630	1466	29344	20.5	17.2	3.4
TWA12	24	180	1547	11557	22.1	18.1	2.5
TWA13	29	180	1622	10021	21.0	17.3	3.3
TWA4	4	630	162	28303	21.6	18.4	2.3
TWA5	30	180	1487	9023	21.3	17.8	2.8
TWA30A	2	630	101	26473	20.9	17.8	2.8
TWA8B	2	630	113	29619	21.6	18.3	2.4
TWA26	6	630	264	26461	20.8	17.7	2.9
TWA9	20	180	918	8428	22.3	18.9	1.9
HIP57632	102	630	1125	6933	21.9	21.7	0.7
TWA23	17	630	922	33978	20.2	16.5	4.3
TWA27	3	180	133	9483	22.3	18.7	2.0
TWA25	26	180	1403	9750	21.4	17.8	2.8
TWA11C	25	180	1727	12435	21.6	17.4	3.1
GJ490	5	630	82	11418	21.3	20.1	1.3
PX-Vir	22	630	475	13672	22.0	20.3	1.2
GJ1167	8	630	97	7245	21.0	20.7	1.0
HIP68994	13	180	820	11557	19.0	15.0	7.2
HIP74405	19	180	960	9063	21.1	17.6	3.0
HIP76629	4	180	160	6943	18.4	15.5	6.1
HIP76768	4	630	145	25334	20.2	17.2	3.4
HIP79797	4	180	216	9409	21.5	17.9	2.7
HIP79881	20	180	832	7439	20.9	17.8	2.8
HIP81084	13	180	403	5527	21.4	19.0	1.9
HIP82688	3	630	140	29453	20.7	17.3	3.3
HIP83494	3	630	165	34651	21.1	17.4	3.1
HIP84586	44	180	1398	5666	20.8	18.3	2.4
HIP84642	24	180	1400	10618	20.9	17.0	3.6
HIP86346	16	630	527	20878	22.0	19.4	1.7
HIP88399	21	180	1023	8675	19.9	16.5	4.2
HR6750	42	180	1777	7539	20.3	17.2	3.4
HIP92024	65	180	1860	5144	21.0	18.7	2.0
HIP92680	24	180	1261	9278	21.3	17.8	2.8
HIP94235	30	180	1811	11054	21.0	17.1	3.6
Eta-TeLA	48	180	2317	8688	21.5	18.0	2.6
HIP95347	49	180	2729	10043	21.3	17.6	3.0
HIP98495	64	180	2070	5805	21.7	19.1	1.8
HIP99273	29	180	1532	9409	21.5	17.9	2.7
2MASSJ20100002-2801410	10	630	460	28427	23.0	19.7	1.5
HIP99770	2	630	102	26913	19.3	16.2	4.9
HIP100751	82	180	4500	9878	19.3	15.6	5.9
HIP102141	56	630	603	6741	21.1	20.9	0.9
2MASSJ20434114-2433534	2	630	59	17711	20.9	18.7	2.0
HIP102409	37	630	363	6246	21.2	21.3	0.9
HIP103311	30	180	1381	8227	21.5	18.2	2.4
HIP105388	30	180	1292	7743	21.2	18.0	2.6
HIP105404	31	180	1384	8008	22.3	19.0	1.9
HIP107345	17	180	723	7865	21.6	18.4	2.3
HIP107947	36	180	1640	8168	21.0	17.7	2.9
HIP108195	30	180	1414	8373	20.0	16.7	4.0
HIP108422	23	180	1337	10457	21.7	17.9	2.7
HIP109268	67	180	2063	5580	18.8	16.3	4.6
1RXSJ221419.3+253411	3	630	86	18112	21.9	19.6	1.6

Name	a_{min} '	a_{max} '	a_{min} AU	a_{min} AU	J	M_J '	Mass Limit M_{Jup}
HIP110526	32	630	493	9777	22.1	21.1	0.9
HIP112312	3	630	77	14713	20.9	19.1	1.8
HIP113579	22	180	664	5542	22.9	20.4	1.1
HIP114066	2	630	51	15445	20.7	18.8	2.0
HR8799	46	180	1830	7099	21.6	18.7	2.1
HIP114530	24	180	1243	9146	22.0	18.4	2.2
HIP115162	2	630	120	31610	20.4	16.9	2.2
HIP115738	32	630	1482	29661	20.7	17.3	1.9
G190-27	3	630	49	9324	22.3	21.5	0.4
HIP116748	27	180	1242	8342	20.4	17.1	5.7
HIP116805	46	630	2354	32540	21.9	18.3	0.9
HD222575	26	180	1685	11476	21.5	17.5	3.0
HIP117452	53	180	2245	7593	21.4	18.3	2.4
HIP118121	54	180	2562	8547	20.8	17.5	3.1

Table 2. VII. 7σ detection limits in the [4.5] band

Name	a_{min} '	a_{max} '	a_{min} AU	a_{min} AU	[4.5]	$M_{[4.5]}$ '	Mass Limit M_{Jup}
HIP490	28	479	1087	18858	18.7	15.7	0.3
HIP560	25	479	993	18858	18.4	15.4	0.4
HIP1113	28	479	1226	21261	18.8	15.6	0.3
HIP1134	24	479	1132	22574	18.2	14.8	0.7
HIP1481	25	479	1047	19892	18.5	15.4	0.4
HIP1910	26	479	1398	25360	18.7	15.0	0.6
HIP1993	22	479	989	21933	18.8	15.5	0.4
GJ2006A	20	479	657	15417	18.8	16.2	< 0.5
HIP2484	66	479	2733	19826	17.4	14.3	0.9
HIP2578	28	479	1257	21813	18.4	15.1	0.5
HIP2729	30	479	1318	21037	18.8	15.6	0.3
HIP3556	25	479	1017	19322	18.8	15.7	0.3
HIP3589	29	479	1513	25147	18.0	14.4	0.9
HIP4448	25	479	1024	19456	18.7	15.7	0.3
G132-51B	25	479	754	14335	18.5	16.1	0.1
HD6569	29	479	1364	22670	18.7	15.3	0.5
2MASSJ01112542+1526214	19	479	419	10438	18.6	17.0	< 0.5
HIP6276	35	479	1197	16471	18.4	15.7	0.3
2MUCD13056	11	479	455	20157	18.8	15.7	0.3
HIP6485	30	479	1486	23715	18.8	15.3	0.5
G269-153	26	479	663	12030	18.5	16.5	< 0.5
HIP6856	28	479	994	17248	18.6	15.9	0.2
2MASSJ01351393-0712517	14	479	545	18136	18.5	15.6	0.3
G271-110	16	479	374	11491	18.6	16.7	< 0.5
HIP9141	29	479	1178	19583	18.7	15.7	0.3
HIP9685	24	479	1146	22865	18.6	15.2	0.5
HIP9892	29	479	1467	24391	18.8	15.2	0.5
HIP9902	31	479	1378	21148	18.6	15.3	0.4
HIP10272	36	479	1319	17538	18.5	15.7	0.3
HIP10602	17	479	792	22564	17.3	13.9	1.2
HIP10679	36	479	984	13089	18.3	16.1	0.1
HIP11152	17	479	482	13735	18.5	16.2	< 0.5
HIP11360	28	479	1236	21442	16.7	13.5	1.7
HIP11437	29	479	1151	19129	18.6	15.5	0.4
1RXSJ022735.8+471021	14	479	395	13119	18.2	16.1	1.1
HIP12394	31	479	1453	22291	18.0	14.7	2.3
HIP12413	42	479	1499	17088	18.0	15.2	1.7
HIP12545	22	479	908	20126	18.6	15.5	1.5
AFHor	31	479	827	12688	18.6	16.5	0.9
HIP12635	36	479	1815	24145	18.5	15.0	1.9
HIP12925	28	479	1499	26008	18.5	14.8	2.1
HIP13027	37	479	1248	16067	18.3	15.7	1.3
HIP13209	52	479	2621	24317	17.5	14.0	3.5
HIP14551	24	479	1311	26164	18.3	14.6	2.4
IS-Eri	23	479	853	17912	18.5	15.7	1.4
HIP14807	22	479	867	19229	18.4	15.4	1.6
HIP14913	64	479	2703	20348	18.0	14.9	2.0
HIP15247	28	479	1359	23575	18.6	15.1	1.8
HIP15353	35	479	1912	26308	18.9	15.2	1.8
CD-351167	23	479	1117	23461	18.8	15.4	1.6
CD-441173	24	479	1008	20110	18.8	15.7	1.4
V577-Per	42	479	1444	16465	18.1	15.4	1.6
2MASSJ03350208+2342356	10	479	407	20288	18.5	15.3	1.6
HIP16853	32	479	1404	20754	18.6	15.4	1.6

Name	a_{min} '	a_{max} '	a_{min} AU	a_{min} AU	[4.5]	$M_{[4.5]}$	Mass Limit M_{Jup}
HIP17248	18	479	634	16859	17.6	14.8	2.1
HIP17695	29	479	465	7723	18.6	17.5	0.5
HIP17764	31	479	1686	25881	18.7	15.0	1.9
HIP17782	22	479	1116	24744	17.6	14.1	3.3
HIP17797	44	479	2253	24292	18.0	14.5	2.6
HIP18714	36	479	1746	23220	18.7	15.3	1.7
HIP18859	49	479	927	9017	17.8	16.4	0.9
HIP19183	23	479	1258	26424	18.4	14.7	2.3
1RXSJ041417.0-090650	14	479	343	11400	18.7	16.8	0.8
HIP21547	32	479	954	14091	17.7	15.4	1.6
HIP21632	28	479	1551	26899	18.7	15.0	1.9
HIP21965	29	479	1831	30439	18.6	14.6	2.4
HIP22295	25	479	1538	29213	18.7	14.8	2.1
TYC5899-0026-1	19	479	586	14602	17.5	15.1	1.9
CD-561032	47	479	523	5352	18.3	18.1	0.3
HIP23179	41	479	2133	25029	17.5	13.9	3.6
HIP23200	25	479	652	12391	18.6	16.5	0.9
HIP23309	29	479	771	12823	18.8	16.6	0.8
HIP23362	32	479	1966	29053	18.3	14.4	2.8
HIP23418	31	479	777	11916	18.5	16.5	0.9
GJ3331	50	479	967	9190	18.4	16.9	0.7
HIP24947	28	479	1333	23130	18.5	15.1	1.9
HIP25283	23	479	410	8619	18.6	17.3	0.6
HIP25486	26	479	714	12948	18.2	16.1	1.1
HD36705B	38	479	574	7157	17.4	16.6	0.8
HIP26309	28	479	1457	25280	18.5	14.9	0.4
HIP26369	34	479	861	12274	18.5	16.5	< 0.5
HIP26453	23	479	1295	27189	18.6	14.8	0.4
HIP26990	22	479	1196	26512	18.5	14.8	0.4
HIP27321	60	479	1166	9308	17.0	15.5	0.1
HIP28036	29	479	1566	26036	18.7	15.0	0.3
HIP28474	22	479	1135	25160	18.7	15.1	0.3
AP-Col	32	479	272	4016	18.6	18.9	< 0.5
2MASSJ06085283-2753583	8	479	263	14963	18.9	16.4	< 0.5
Cd-352722	28	479	587	10187	18.6	16.9	< 0.5
2MASSJ06131330-2742054	29	479	847	14077	18.5	16.2	< 0.5
HIP29964	26	479	1018	18458	18.4	15.5	0.1
HIP30030	26	479	1300	23575	18.1	14.6	0.5
HIP30034	18	479	829	22054	17.5	14.2	0.7
HIP30314	30	479	713	11386	18.5	16.6	0.3
AK-Pic	35	479	741	10196	18.0	16.4	0.5
CD-611439	23	479	510	10702	18.6	16.9	0.2
HIP32104	31	479	1361	20890	17.9	14.7	1.4
HIP32235	22	479	1258	27886	18.5	14.6	1.5
HIP32435	30	479	1681	26824	18.4	14.6	1.5
HIP33737	19	479	1129	28165	18.5	14.7	1.4
BD+201790	25	479	649	12340	18.3	16.2	0.5
GJ2060C	16	479	232	7136	17.3	16.5	0.4
HIP36948	22	479	764	16925	17.3	14.6	1.5
HIP47135	23	479	1550	32549	18.2	14.0	2.0
TWA21	12	479	658	26236	16.4	12.8	4.2
HIP50191	37	479	1156	14879	17.3	14.9	1.2
TWA22	12	479	211	8400	16.0	14.8	1.3
HIP51317	35	479	567	7804	18.2	17.2	0.1
TWA1	19	479	1031	25714	18.8	15.1	1.0

Name	a_{min} '	a_{max} '	a_{min} AU	a_{min} AU	[4.5]	$M_{[4.5]}$	Mass Limit M_{Jup}
TWA2	30	479	1397	22291	18.6	15.3	0.9
TWA12	19	479	1232	30712	18.5	14.5	1.6
TWA13	30	479	1669	26630	18.6	14.8	1.3
TWA4	23	479	1024	21500	18.6	15.4	0.9
TWA5	23	479	1142	23976	18.6	15.1	1.0
TWA30A	0	0	0	0	0.00	-3.1	319
TWA8B	26	479	1241	22500	18.5	15.2	1.0
TWA26	10	479	403	20101	18.9	15.8	0.7
TWA9	34	479	1572	22395	18.5	15.2	1.0
HIP57632	62	479	686	5267	15.4	15.2	1.0
TWA23	20	479	1100	25811	18.7	15.0	1.1
TWA27	10	479	505	25200	18.4	14.8	1.3
TWA25	25	479	1364	25909	18.7	15.1	1.0
TWA11C	14	479	994	33043	18.5	14.3	1.8
GJ490	34	479	609	8674	18.7	17.4	< 0.5
PX-Vir	37	479	807	10386	18.5	16.8	0.3
GJ1167	7	479	83	5503	18.8	18.5	< 0.5
HIP68994	7	479	462	30712	13.0	8.97	41.
HIP74405	18	479	905	24085	17.8	14.3	1.7
HIP76629	12	479	462	18451	13.8	10.8	11.
HIP76768	28	479	1109	19244	18.4	15.4	0.9
HIP79797	23	479	1191	25003	17.1	13.5	2.7
HIP79881	26	479	1090	19769	17.3	14.2	1.8
HIP81084	28	479	847	14687	18.4	16.0	0.6
HIP82688	23	479	1065	22374	18.2	14.9	1.2
HIP83494	29	479	1583	26322	18.7	15.0	1.1
HIP84586	35	479	1094	15057	17.5	15.0	1.1
HIP84642	14	479	849	28214	17.3	13.5	2.9
HIP86346	37	479	1232	15860	18.7	16.1	0.6
HIP88399	29	479	1387	23052	17.2	13.8	2.4
HR6750	30	479	1255	20033	16.2	13.1	3.5
HIP92024	38	479	1096	13668	17.4	15.2	1.0
HIP92680	24	479	1236	24655	17.9	14.4	1.7
HIP94235	19	479	1178	29374	18.3	14.3	1.7
Eta-TeLA	30	479	1446	23086	18.2	14.7	1.4
HIP95347	36	479	2007	26689	17.6	13.9	2.2
HIP98495	37	479	1198	15425	17.8	15.3	0.9
HIP99273	25	479	1316	25003	18.4	14.8	1.3
2MASSJ20100002-2801410	14	479	649	21594	18.4	15.2	1.0
HIP99770	22	479	922	20444	14.9	11.8	7.4
HIP100751	36	479	1974	26250	16.5	12.8	4.2
HIP102141	38	479	411	5121	17.3	17.2	0.1
2MASSJ20434114-2433534	19	479	540	13454	18.3	16.1	0.6
HIP102409	38	479	381	4745	17.4	17.4	< 0.5
HIP103311	25	479	1151	21863	18.4	15.1	1.1
HIP105388	25	479	1083	20576	18.6	15.5	0.9
HIP105404	24	479	1067	21280	18.7	15.5	0.8
HIP107345	20	479	890	20899	18.6	15.4	0.9
HIP107947	25	479	1142	21704	18.6	15.4	0.9
HIP108195	31	479	1450	22249	18.4	15.1	1.1
HIP108422	25	479	1463	27789	18.5	14.7	1.4
HIP109268	60	479	1858	14828	15.7	13.2	3.2
1RXSJ221419.3+253411	18	479	517	13759	18.7	16.5	0.4

Name	a_{min} '	a_{max} '	a_{min} AU	a_{min} AU	[4.5]	$M_{[4.5]}$ '	Mass Limit M_{Jup}
HIP110526	34	479	521	7427	18.4	17.5	< 0.5
HIP112312	31	479	728	11176	18.3	16.5	0.4
HIP113579	30	479	923	14728	18.0	15.6	0.8
HIP114066	14	479	353	11732	16.9	14.9	1.2
HR8799	38	479	1513	18865	18.1	15.1	1.0
HIP114530	25	479	1279	24305	18.7	15.2	1.0
HIP115162	20	479	1023	24012	18.4	14.9	0.7
HIP115738	29	479	1355	22532	18.4	15.1	0.6
G190-27	32	479	479	7083	18.5	17.6	< 0.5
HIP116748	46	479	2111	22167	18.6	15.3	1.7
HIP116805	30	479	1549	24719	17.9	14.3	0.6
HD222575	20	479	1299	30497	18.8	14.7	1.4
HIP117452	34	479	1416	20177	17.9	14.7	1.4
HIP118121	30	479	1423	22713	18.3	14.9	1.2

Table 2. VIII. Properties of the candidates without MIPS data or detection

RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	Host Star (mag)	z'_{ab} (mag)	J' (mag)	[3.6] (mag)	[4.5] ,	Separation pc	Distance
02:46:00.708	05:35:00.82	HIP12925	>23.83	>21.48	16.68±0.08	16.76±0.08	67.5130±0.019	54.3±3.0
02:50:00.567	27:16:00.52	HIP13209	>22.73	>20.93	15.59±0.07	15.62±0.07	69.7032±0.021	50.7±0.4
04:48:00.751	-80:46:00.34	HIP22295	>24.75	>21.71	18.42±0.08	18.11±0.08	107.158±0.188	61.0±1.8
05:01:00.177	-20:03:00.08	HIP23362	>24.04	>20.94	18.62±0.08	17.83±0.08	57.8078±0.017	60.6±2.1
05:01:00.270	-20:01:00.43	HIP23362	>24.04	>20.94	17.77±0.08	17.32±0.08	80.2475±0.022	60.6±2.1
05:20:00.536	-39:45:00.03	HIP24947	>22.15	>20.00	18.02±0.08	17.71±0.08	97.8883±0.035	48.3±0.9
06:00:00.277	-44:53:00.56	HIP28474	>24.82	>20.92	18.36±0.05	18.07±0.05	75.5571±0.029	52.5±1.6
06:00:00.613	-44:52:00.49	HIP28474	>24.82	>20.92	17.78±0.05	17.83±0.05	80.8067±0.024	52.5±1.6
06:00:00.859	-44:53:00.07	HIP28474	>24.82	>20.92	17.80±0.25	17.50±0.25	83.5713±0.032	52.5±1.6
06:46:00.315	-83:59:00.83	HIP32435	>25.06	>20.50	19.38±0.08	18.65±0.08	65.1345±0.164	56.0±1.1
07:00:00.902	-79:40:00.69	HIP33737	>24.87	>20.67	18.00±0.08	18.04±0.08	70.2442±0.063	58.8±3.0
09:36:00.173	-78:19:00.80	HIP47135	>24.45	>20.51	17.61±0.25	17.54±0.25	63.8135±0.035	67.9±2.7
09:36:00.649	-78:19:00.76	HIP47135	>24.45	>20.51	19.02±0.25	18.64±0.25	73.1604±0.039	67.9±2.7
11:39:00.275	-32:00:00.12	TWA26	>24.43	>20.93	17.50±0.08	17.38±0.08	78.5368±0.024	41.9±4.5
23:05:00.214	63:58:00.78	HIP114066	>22.46	>20.94	18.58±0.07	17.62±0.07	192.299±0.072	24.5±0.9
23:11:00.882	-45:08:00.82	HIP114530	>23.99	>21.29	16.33±0.05	16.29±0.05	78.7520±0.030	50.7±2.8
23:40:00.795	44:18:00.89	HIP116805	>24.28	>20.89	17.06±0.25	16.96±0.25	87.3615±0.024	51.6±0.5

Table 2. IX. Properties of the candidates identified through color cuts

Host star (J2000.0)	RA (J2000.0)	DEC	$M_{z',ab}$ (mag)	M_J (mag)	$M_{[3,6]}$ (mag)	$M_{[4,5]}$ (mag)	Separation (AU)	$\mu_{\alpha\cos\delta}$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Rejected at (sigma)
HIP 14913 A	48.085635	-44.426938	18.26±0.13	15.98±0.06	13.82±0.10	13.31±0.09	5559±101	-46.71±26.00	16.75±30.2700	3
HIP 29964	94.595099	-72.054682	18.35±1.70	16.88±0.02	14.46±0.07	13.46±0.05	1670±116	27.52±17.48	12.81±22.5900	3
HIP 79881	244.61165	-28.608996	18.35±1.60	16.36±0.09	14.05±0.06	13.31±0.05	6365±442	3.73±9.76	-6.13±9.53000	8
HD 152555	253.51768	-4.3371192	18.83±0.07	16.46±0.12	14.08±0.12	13.65±0.11	4895±89	-10.10±13.25	-12.86±17.6900	5

Table 2. X. Parametrization of the J -band images fraction of pixel as a logistic function

Name	a_0	a_1	a_2
HIP490	8.56	0.83	0.0331
HIP560	13.15	1.09	0.0777
HIP1113	25.65	5.59	0.0308
HIP1134	-0.03	0.16	0.0131
HIP1481	9.54	0.86	0.0308
HIP1910	27.53	3.61	0.0190
HIP1993	16.40	2.14	0.0159
GJ2006A	15.08	2.11	0.0723
HIP2484	23.01	1.86	0.1607
HIP2578	11.85	0.94	0.0705
HIP2729	20.45	2.48	0.0422
HIP3556	14.25	1.83	0.0220
HIP3589	12.73	5.60	0.0085
HIP4448	14.46	1.52	0.0380
G132-51B	15.34	7.27	0.0293
HD6569	25.93	7.47	0.0006
2MASSJ01112542+1526214	1.58	0.41	-0.0013
HIP6276	9.43	1.01	0.0352
2MUCD13056	24.26	5.56	0.0069
HIP6485	17.04	1.65	0.0153
G269-153	1.57	0.36	0.0016
HIP6856	10.55	1.08	0.0148
2MASSJ01351393-0712517	15.31	2.05	0.0097
G271-110	1.03	0.40	0.0069
HIP9141	11.55	1.21	0.0233
HIP9685	11.99	0.99	0.0556
HIP9892	20.89	2.58	0.0311
HIP9902	20.12	2.25	0.0444
HIP10272	-7.50	0.12	0.0014
HIP10602	-7.50	0.12	0.0014
HIP10679	0.20	0.11	-0.0124
HIP11152	16.98	7.29	0.0091
HIP11360	11.00	0.97	0.0427
HIP11437	14.92	6.69	0.0055
1RXSJ022735.8+471021	1.54	0.48	0.0028
HIP12394	13.79	1.05	0.1264
HIP12413	7.66	0.72	0.0215
HIP12545	28.66	3.92	0.0079
AFHor	33.15	4.56	0.0716
HIP12635	14.59	6.49	0.0189
HIP12925	0.06	0.22	0.0131
HIP13027	12.36	1.04	0.0392
HIP13209	-0.39	0.06	-0.0202
HIP14551	6.97	2.76	0.0645
IS-Eri	8.47	0.89	0.0246
HIP14807	27.60	7.14	0.1400
HIP14913	6.98	0.61	0.0980
HIP15247	14.17	1.65	0.0688
HIP15353	10.55	0.98	0.0476
CD-351167	16.33	2.15	0.0170
CD-441173	22.96	3.20	0.0031
V577-Per	11.54	5.82	0.0171
2MASSJ03350208+2342356	14.97	6.73	0.0031
HIP16853	33.27	7.23	0.1034

Name	a_0	a_1	a_2
HIP17248	15.42	6.96	0.0172
HIP17695	0.81	0.25	0.0006
HIP17764	13.24	1.34	0.0156
HIP17782	13.72	4.14	0.0124
HIP17797	10.60	0.75	0.1383
HIP18714	0.24	0.01	-1.7864
HIP18859	0.53	0.18	0.0426
HIP19183	0.11	0.16	-0.0017
1RXSJ041417.0-090650	11.22	4.99	0.0019
HIP21547	13.27	5.31	0.0318
HIP21632	16.60	4.36	0.0107
HIP21965	2.09	0.72	0.0418
HIP22295	10.35	1.24	0.0383
TYC5899-0026-1	-2.14	0.01	0.1188
CD-561032	2.10	0.29	0.0559
HIP23179	-7.50	0.12	0.0014
HIP23200	-7.50	0.12	0.0014
HIP23309	20.14	2.41	0.0403
HIP23362	5.12	1.73	0.0720
HIP23418	19.32	7.49	0.0358
GJ3331	-0.36	0.11	-0.0089
HIP24947	21.43	3.15	0.0365
HIP25283	19.84	6.68	0.0210
HIP25486	5.58	1.97	0.0576
HD36705B	5.12	0.43	0.0418
HIP26309	5.14	1.89	0.0568
HIP26369	15.41	2.26	0.1350
HIP26453	-1.29	0.06	-0.0164
HIP26990	8.56	0.88	0.0219
HIP27321	8.61	0.61	0.1049
HIP28036	10.41	1.05	0.0289
HIP28474	16.54	2.13	0.0264
AP-Col	15.45	5.37	0.0041
2MASSJ06085283-2753583	21.45	5.92	0.0084
Cd-352722	19.88	7.25	0.0028
2MASSJ06131330-2742054	18.96	8.37	0.0169
HIP29964	15.90	1.68	0.0304
HIP30030	13.02	4.82	0.0052
HIP30034	12.87	1.63	0.0255
HIP30314	9.40	2.74	0.1025
AK-Pic	10.71	0.89	0.1051
CD-611439	9.11	1.14	0.0365
HIP32104	-0.59	0.10	0.0042
HIP32235	31.16	12.96	0.0080
HIP32435	16.84	2.00	0.0758
HIP33737	15.96	2.26	0.0229
BD+201790	11.76	5.77	0.0355
GJ2060C	14.93	6.76	0.0199
HIP36948	21.77	2.48	0.0199
HIP47135	0.98	0.20	-0.0111
TWA21	29.96	8.66	0.0521
HIP50191	16.72	1.21	0.0821
TWA22	20.99	3.56	0.0257
HIP51317	0.37	0.18	0.0158
TWA1	12.85	5.43	0.0120

Name	a_0	a_1	a_2
TWA2	0.73	0.29	0.0035
TWA12	22.69	3.60	0.0143
TWA13	9.03	1.11	0.0076
TWA4	21.23	7.43	0.0105
TWA5	18.50	2.22	0.0133
TWA30A	19.91	7.73	0.0034
TWA8B	16.13	7.30	0.0047
TWA26	11.52	3.07	0.0018
TWA9	4.98	0.78	0.0195
HIP57632	-2.14	0.01	0.0034
TWA23	0.99	0.35	-0.0049
TWA27	34.27	10.88	0.0066
TWA25	38.04	13.60	0.0373
TWA11C	11.94	0.66	0.4632
GJ490	14.66	4.69	0.0089
PX-Vir	1.18	0.22	0.0118
GJ1167	4.43	1.07	0.0193
HIP68994	19.10	9.87	0.1318
HIP74405	17.95	2.73	0.0097
HIP76629	21.62	11.09	0.0776
HIP76768	18.39	6.07	0.0090
HIP79797	9.18	0.94	0.0414
HIP79881	18.20	7.20	0.0672
HIP81084	24.60	5.29	0.0026
HIP82688	13.27	4.93	0.0157
HIP83494	18.18	5.94	0.0091
HIP84586	9.89	0.97	0.0484
HIP84642	30.29	4.59	0.0371
HIP86346	4.39	1.59	0.0410
HIP88399	15.56	1.75	0.0290
HR6750	27.01	12.57	0.0306
HIP92024	14.68	1.22	0.1004
HIP92680	14.96	1.90	0.0229
HIP94235	15.54	1.97	0.0372
Eta-TeLA	-0.47	0.11	-0.0471
HIP95347	13.18	1.13	0.1059
HIP98495	11.52	0.85	0.0821
HIP99273	8.02	0.83	0.0442
2MASSJ20100002-2801410	12.99	3.07	0.0051
HIP99770	12.90	5.41	0.0476
HIP100751	9.37	4.43	0.1676
HIP102141	-2.14	0.01	0.0085
2MASSJ20434114-2433534	16.28	6.92	0.0096
HIP102409	-2.14	0.15	0.0031
HIP103311	8.16	0.79	0.0429
HIP105388	13.80	1.65	0.0211
HIP105404	16.31	1.96	0.0240
HIP107345	23.04	3.32	0.0179
HIP107947	9.72	0.98	0.0259
HIP108195	8.81	0.76	0.0592
HIP108422	27.56	3.51	0.0335
HIP109268	18.00	0.90	0.3030
1RXSJ221419.3+253411	26.00	8.60	0.0146

Name	a_0	a_1	a_2
HIP110526	-7.50	0.12	0.0014
HIP112312	-7.50	0.12	0.0014
HIP113579	0.72	0.31	-0.0191
HIP114066	15.78	7.65	0.0101
HR8799	5.75	0.49	0.0423
HIP114530	11.54	1.37	0.0553
HIP115162	28.82	10.39	0.0034
HIP115738	4.28	1.53	0.0745
G190-27	15.71	6.28	0.0027
HIP116748	8.53	0.77	0.0177
HIP116805	0.63	0.33	0.0582
HD222575	14.18	1.81	0.0231
HIP117452	8.29	0.71	0.0953
HIP118121	12.73	1.05	0.0941

Table 2. XI. Parametrization of *SPITZER*'s fraction of pixel as a logistic function

Name	a ₀	a ₁	a ₂
HIP490	1.91	0.45	0.0003
HIP560	-0.88	0.14	-0.0013
HIP1113	5.30	0.98	0.0030
HIP1134	0.25	0.30	-0.0014
HIP1481	1.36	0.34	-0.0005
HIP1910	5.74	1.00	0.0034
HIP1993	3.00	0.56	0.0040
GJ2006A	6.53	1.46	0.0006
HIP2484	-5.58	0.01	-0.0007
HIP2578	1.34	0.31	-0.0007
HIP2729	8.04	1.43	0.0015
HIP3556	2.13	0.42	0.0031
HIP3589	8.53	1.68	0.0047
HIP4448	4.30	0.79	0.0003
G132-51B	-1.26	0.11	-0.0003
HD6569	-2.87	0.08	0.0001
2MASSJ01112542+1526214	3.17	0.68	0.0019
HIP6276	-0.24	0.10	-0.0018
2MUCD13056	-7.50	0.12	0.0014
HIP6485	6.61	1.24	0.0016
G269-153	-1.17	0.12	-0.0016
HIP6856	4.19	0.76	0.0019
2MASSJ01351393-0712517	2.78	0.61	0.0033
G271-110	-0.60	0.18	-0.0014
HIP9141	7.90	1.46	0.0034
HIP9685	1.04	0.33	0.0007
HIP9892	4.00	0.81	0.0028
HIP9902	6.45	1.34	0.0001
HIP10272	1.22	0.22	7.1525
HIP10602	2.64	0.57	0.0009
HIP10679	4.56	0.94	0.0002
HIP11152	-3.43	0.11	0.0012
HIP11360	-1.32	0.16	-0.0008
HIP11437	-3.68	0.04	1.1444
1RXSJ022735.8+471021	17.71	5.62	0.0011
HIP12394	-0.51	0.13	-0.0027
HIP12413	1.37	0.28	0.0017
HIP12545	2.43	0.57	0.0021
AFHor	-3.26	0.06	4.1483
HIP12635	-3.68	0.04	4.0411
HIP12925	2.81	0.55	0.0021
HIP13027	2.64	0.57	0.0009
HIP13209	0.77	0.26	0.0009
HIP14551	2.27	0.40	0.0004
IS-Eri	3.77	0.77	0.0019
HIP14807	-2.81	0.08	0.0003
HIP14913	2.04	0.35	-0.0003
HIP15247	2.25	0.53	0.0021
HIP15353	-0.19	0.18	-0.0010
CD-351167	5.27	0.91	0.0027
CD-441173	2.64	0.57	0.0009
V577-Per	-3.00	0.05	-0.0007
2MASSJ03350208+2342356	-1.31	0.27	0.0001
HIP16853	2.92	0.57	0.0030

Name	a_0	a_1	a_2
HIP17248	3.00	0.95	0.0007
HIP17695	-3.20	0.09	-0.0004
HIP17764	3.28	0.79	0.0023
HIP17782	3.99	0.79	0.0046
HIP17797	5.37	1.03	-2.4497
HIP18714	-1.68	0.06	-0.0019
HIP18859	-1.42	0.12	-0.0015
HIP19183	5.55	1.15	7.8436
1RXSJ041417.0-090650	1.85	0.43	0.0057
HIP21547	2.70	0.93	0.0001
HIP21632	3.46	0.67	0.0006
HIP21965	2.10	0.56	0.0015
HIP22295	4.21	0.74	0.0040
TYC5899-0026-1	1.83	0.36	0.0020
CD-561032	6.79	1.30	0.0049
HIP23179	0.35	0.14	-0.0007
HIP23200	0.65	0.27	-0.0013
HIP23309	3.26	0.58	0.0008
HIP23362	-0.57	0.12	-0.0023
HIP23418	2.33	0.43	0.0041
GJ3331	5.33	1.20	0.0007
HIP24947	3.95	0.74	0.0008
HIP25283	2.41	0.55	0.0007
HIP25486	2.26	0.64	0.0010
HD36705B	-1.65	0.07	-0.0015
HIP26309	2.17	0.40	-0.0001
HIP26369	4.46	0.99	0.0004
HIP26453	2.23	0.45	0.0011
HIP26990	2.56	0.54	0.0018
HIP27321	0.42	0.18	-0.0002
HIP28036	0.53	0.18	-0.0003
HIP28474	3.24	0.87	-4.1604
AP-Col	-3.39	0.10	-0.0001
2MASSJ06085283-2753583	5.37	2.41	0.0034
Cd-352722	3.37	0.59	0.0053
2MASSJ06131330-2742054	4.07	0.81	0.0034
HIP29964	3.33	0.68	0.0048
HIP30030	-7.50	0.12	0.0014
HIP30034	1.80	0.41	0.0019
HIP30314	-0.52	0.11	-0.0015
AK-Pic	-0.25	0.13	-0.0015
CD-611439	2.93	0.61	0.0026
HIP32104	1.64	0.43	0.0022
HIP32235	4.99	0.88	0.0049
HIP32435	3.89	0.76	0.0029
HIP33737	4.50	1.45	0.0026
BD+201790	-2.35	0.13	-0.0003
GJ2060C	-3.05	0.09	0.0020
HIP36948	4.53	0.89	0.0047
HIP47135	4.87	1.19	0.0007
TWA21	3.01	0.75	0.0109
HIP50191	-0.48	0.17	-0.0014
TWA22	-2.14	0.00	0.0035
HIP51317	-4.14	0.08	-0.0002
TWA1	5.41	0.92	0.0041

Name	a_0	a_1	a_2
TWA2	3.31	0.56	0.0035
TWA12	5.48	0.99	0.0057
TWA13	6.36	1.32	0.0003
TWA4	2.28	0.44	0.0003
TWA5	5.40	0.93	0.0024
TWA30A	6.54	3.19	0.0040
TWA8B	4.63	0.99	0.0011
TWA26	8.07	3.90	0.0029
TWA9	-1.42	0.08	-0.0015
HIP57632	0.72	0.24	0.0532
TWA23	4.58	1.00	0.0002
TWA27	-2.14	0.41	0.0027
TWA25	8.21	1.49	0.0016
TWA11C	10.54	5.29	0.0008
GJ490	2.64	0.57	0.0009
PX-Vir	-4.00	0.10	-0.0001
GJ1167	3.50	1.26	0.0046
HIP68994	-1.87	0.30	0.0075
HIP74405	7.52	1.55	0.0027
HIP76629	2.64	0.57	0.0009
HIP76768	4.16	0.85	0.0083
HIP79797	3.80	0.98	0.0030
HIP79881	-1.12	0.16	-0.0010
HIP81084	-2.00	0.11	-0.0006
HIP82688	2.49	0.52	0.0028
HIP83494	3.17	0.64	0.0020
HIP84586	-1.56	0.11	-0.0003
HIP84642	2.82	0.76	0.0032
HIP86346	6.27	1.35	0.0022
HIP88399	-3.41	0.07	0.0013
HR6750	2.90	0.53	0.0039
HIP92024	2.11	0.49	0.0023
HIP92680	3.86	1.10	0.0019
HIP94235	3.63	0.73	0.0024
Eta-TeLA	1.02	0.31	0.0004
HIP95347	-3.26	0.09	3.1232
HIP98495	-0.22	0.13	-0.0025
HIP99273	2.34	0.53	0.0028
2MASSJ20100002-2801410	3.39	0.83	0.0010
HIP99770	2.97	1.00	0.0064
HIP100751	2.51	0.45	0.0028
HIP102141	-2.08	0.10	-0.0009
2MASSJ20434114-2433534	12.05	6.37	0.0032
HIP102409	-2.93	0.12	-0.0004
HIP103311	0.33	0.19	-0.0015
HIP105388	4.74	0.92	0.0041
HIP105404	4.20	0.73	0.0017
HIP107345	2.65	0.59	0.0023
HIP107947	2.35	0.44	0.0013
HIP108195	1.91	0.36	0.0003
HIP108422	4.43	0.94	0.0035
HIP109268	-0.61	0.15	-0.0021
1RXSJ221419.3+253411	-3.08	0.10	0.0018

Name	a_0	a_1	a_2
HIP110526	-3.02	0.09	-0.0004
HIP112312	-0.62	0.17	-0.0013
HIP113579	-0.20	0.21	-0.0013
HIP114066	3.89	0.90	0.0043
HR8799	4.45	0.94	0.0001
HIP114530	7.00	1.48	0.0005
HIP115162	3.09	0.96	0.0004
HIP115738	-0.51	0.13	-0.0023
G190-27	-2.66	0.11	-0.0001
HIP116748	-1.80	0.11	-0.0008
HIP116805	-0.01	0.14	-0.0019
HD222575	5.47	1.09	-0.0002
HIP117452	-0.48	0.19	-0.0010
HIP118121	-0.29	0.15	-0.0024

Bibliographie

- Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2012, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 203, 21
- Albert, L. 2006, Ph.D. Thesis, 13
- Albert, L., Artigau, É., Delorme, P., et al. 2011, *The Astronomical Journal*, 141, 203
- Alibert, Y., Pont, F., Baraffe, I., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 506, 391
- Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2003, *Astronomy & Astrophysics*, 402, 701
- Baruteau, C., & Masset, F. 2013, *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, 861, 201
- Bate, M. R. 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 419, 3115
- Bate, M. R., Bonnell, I. A., & Bromm, V. 2002, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 332, L65
- Beichman, C., Gelino, C. R., Kirkpatrick, J. D., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 783, 68
- Bell, C. P. M., Mamajek, E. E., & Naylor, T. 2016, *Young Stars & Planets Near the Sun*, 314, 41
- Berger, J. O., Bernardo, J. M., & Sun, D. 2009, *The Annals of Statistics*, 37, 905
- Bertin, E. 2010a, *Astrophysics Source Code Library*, ascl:1010.063
- . 2010b, *Astrophysics Source Code Library*, ascl:1010.068
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 117, 393
- Biller, B. A., Liu, M. C., Wahhaj, Z., et al. 2010, *The Astrophysical Journal Letters*, 720, L82
- . 2013, *The Astrophysical Journal*, 777, 160
- Binks, A. S., Jeffries, R. D., & Maxted, P. F. L. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 452, 173
- Blunt, S., Nielsen, E. L., Rosa, D., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 153, 229
- Boss, A. P. 2011, *The Astrophysical Journal*, 731, 74
- Boulade, O., Vigroux, L. G., Charlot, X., et al. 1998, in , 614
- Bowler, B. P. 2016, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 128, 102001

- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., & Tamura, M. 2015, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 216, 7
- Brandeker, A., Jayawardhana, R., Khavari, P., Haisch, Jr., K. E., & Mardones, D. 2006, *The Astrophysical Journal*, 652, 1572
- Brandt, T. D., McElwain, M. W., Turner, E. L., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 794, 159
- Bryan, M. L., Bowler, B. P., Knutson, H. A., et al. 2016, *The Astrophysical Journal*, 827, 100
- Chambers, K., & Team, P.-S. 2018, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*
- Chatterjee, S., Ford, E. B., Matsumura, S., & Rasio, F. A. 2008, *The Astrophysical Journal*, 686, 580
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., et al. 2004, *Astronomy and Astrophysics*, 425, L29
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Zuckerman, B., et al. 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 438, L29
- Chauvin, G., Vigan, A., Bonnefoy, M., et al. 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 573, A127
- Choquet, É., Pueyo, L., Soummer, R., et al. 2015, *Techniques and Instrumentation for Detection of Exoplanets VII*, 9605, 96051P
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, *VizieR Online Data Catalog*, 2246, 0
- Daddi, E., Dickinson, M., Morrison, G., et al. 2007, *The Astrophysical Journal*, 670, 156
- de la Reza, R., Torres, C. A. O., Quast, G., Castilho, B. V., & Vieira, G. L. 1989, *The Astrophysical Journal Letters*, 343, L61
- Delorme, P., Delfosse, X., Albert, L., et al. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 482, 961, 00101
- Delorme, P., Albert, L., Forveille, T., et al. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 518, A39
- Delorme, P., Gagné, J., Girard, J. H., et al. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 553, L5
- Dupuy, T. J., & Liu, M. C. 2012, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 201, 19
- Durkan, S., Janson, M., & Carson, J. C. 2016, *The Astrophysical Journal*, 824, 58
- Eikenberry, S., Bandyopadhyay, R., Bennett, J. G., et al. 2012, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy IV*, 8446, 84460I
- Faherty, J. K., Riedel, A. R., Cruz, K. L., et al. 2016, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 225, 10
- Fazio, G. G., Hora, J. L., Allen, L. E., et al. 2004, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 154, 10
- Fortney, J. J., Marley, M. S., Saumon, D., & Lodders, K. 2008, *The Astrophysical Journal*, 683, 1104

- Gagné, J., Allers, K. N., Theissen, C. A., et al. 2018a, *The Astrophysical Journal Letters*, 854, L27
- Gagné, J., Burgasser, A. J., Faherty, J. K., et al. 2015a, *The Astrophysical Journal Letters*, 808, L20
- Gagné, J., Lafrenière, D., Doyon, R., Malo, L., & Artigau, É. 2014, *The Astrophysical Journal*, 783, 121
- Gagné, J., Faherty, J. K., Cruz, K. L., et al. 2015b, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 219, 33
- Gagné, J., Mamajek, E. E., Malo, L., et al. 2018b, *The Astrophysical Journal*, 856, 23
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2018, *ArXiv e-prints*, 1804, arXiv:1804.09365
- Gaia Collaboration, Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., et al. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 595, A1
- Galicher, R., Marois, C., Macintosh, B., et al. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 594, A63
- Gauza, B., Béjar, V. J. S., Pérez-Garrido, A., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 804, 96
- Gimeno, G., Roth, K., Chiboucas, K., et al. 2016, in *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VI*, Vol. 9908 (International Society for Optics and Photonics), 99082S
- Goldman, B., Marsat, S., Henning, T., Clemens, C., & Greiner, J. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 405, 1140
- Hawley, S. L., Covey, K. R., Knapp, G. R., et al. 2002, *The Astronomical Journal*, 123, 3409
- Heinze, A. N., Hinz, P. M., Kenworthy, M., et al. 2010, *The Astrophysical Journal*, 714, 1570
- Hook, I. M., Jørgensen, I., Allington-Smith, J. R., et al. 2004, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 116, 425, 00290
- Inaba, S., Wetherill, G. W., & Ikoma, M. 2003, *Icarus*, 166, 46
- Janson, M., Bonavita, M., Klahr, H., et al. 2011, *The Astrophysical Journal*, 736, 89
- Janson, M., Quanz, S. P., Carson, J. C., et al. 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 574, A120
- Janson, M., Brandt, T. D., Moro-Martín, A., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 773, 73
- Kastner, J. H., Zuckerman, B., Weintraub, D. A., & Forveille, T. 1997, *Science*, 277, 67
- Kipping, D. M. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 434, L51
- Kirkpatrick, A., Pope, A., Alexander, D. M., et al. 2012a, *The Astrophysical Journal*, 759, 139
- Kirkpatrick, J. D., Gelino, C. R., Cushing, M. C., et al. 2012b, *The Astrophysical Journal*, 753, 156
- Kiss, L. L., Moór, A., Szalai, T., et al. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 411, 117

- Kraus, A. L., Shkolnik, E. L., Allers, K. N., & Liu, M. C. 2014, *The Astronomical Journal*, 147, 146, 00000
- Lafrenière, D., Marois, C., Doyon, R., Nadeau, D., & Artigau, É. 2007a, *The Astrophysical Journal*, 660, 770
- Lafrenière, D., Doyon, R., Marois, C., et al. 2007b, *The Astrophysical Journal*, 670, 1367
- Lagrange, A.-M., Gratadour, D., Chauvin, G., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 493, L21
- Lannier, J., Delorme, P., Lagrange, A. M., et al. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 596, A83
- Lépine, S., & Simon, M. 2009, *The Astronomical Journal*, 137, 3632
- Lindgren, L., Hernandez, J., Bombrun, A., et al. 2018, [arXiv:1804.09366 \[astro-ph\]](https://arxiv.org/abs/1804.09366), [arXiv:1804.09366](https://arxiv.org/abs/1804.09366)
- Liu, M. C., Magnier, E. A., Deacon, N. R., et al. 2013, *The Astrophysical Journal Letters*, 777, L20
- Lodieu, N., Béjar, V. J. S., & Rebolo, R. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 550, L2
- Looper, D. L., Bochanski, J. J., Burgasser, A. J., et al. 2010, *The Astronomical Journal*, 140, 1486
- Macintosh, B., Graham, J. R., Barman, T., et al. 2015, *Science*, 350, 64
- Makarov, V. V., & Urban, S. 2000, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 317, 289
- Malo, L., Doyon, R., Feiden, G. A., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 792, 37
- Malo, L., Doyon, R., Lafrenière, D., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 762, 88
- Marley, M. S., Fortney, J. J., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., & Lissauer, J. J. 2007, *The Astrophysical Journal*, 655, 541
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., et al. 2008, *Science*, 322, 1348
- Marois, C., Zuckerman, B., Konopacky, Q. M., Macintosh, B., & Barman, T. 2010, *Nature*, 468, 1080
- Mayor, M., & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
- McMahon, R. G., Banerji, M., Gonzalez, E., et al. 2013, *The Messenger*, 154, 35
- Millar-Blanchaer, M. A., Graham, J. R., Pueyo, L., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 811, 18
- Montet, B. T., Bowler, B. P., Shkolnik, E. L., et al. 2015, *The Astrophysical Journal Letters*, 813, L11
- Moór, A., Szabó, G. M., Kiss, L. L., et al. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 435, 1376
- Mordasini, C., Alibert, Y., Klahr, H., & Henning, T. 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 547, A111

- Morzinski, K. M., Males, J. R., Skemer, A. J., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 815, 108
- Naud, M.-E., Artigau, É., Doyon, R., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 129
- Naud, M.-E., Artigau, É., Malo, L., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 787, 5, 00000
- Nayakshin, S. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 470, 2387
- Nielsen, E. L., Close, L. M., Biller, B. A., Masciadri, E., & Lenzen, R. 2008, *The Astrophysical Journal*, 674, 466
- Nielsen, E. L., Liu, M. C., Wahhaj, Z., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 776, 4
- Padoan, P., & Nordlund, Å. 2004, *The Astrophysical Journal*, 617, 559
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icarus*, 124, 62
- Puget, P., Stadler, E., Doyon, R., et al. 2004, *Ground-based Instrumentation for Astronomy*, 5492, 978
- Rajan, A., Rameau, J., De Rosa, R. J., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 10, arXiv: 1705.03887
- Rameau, J., Chauvin, G., Lagrange, A.-M., et al. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 553, A60
- Riedel, A. R., Finch, C. T., Henry, T. J., et al. 2014, *The Astronomical Journal*, 147, 85
- Rodriguez, D. R., Bessell, M. S., Zuckerman, B., & Kastner, J. H. 2011, *The Astrophysical Journal*, 727, 62
- Rodriguez, D. R., Zuckerman, B., Kastner, J. H., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 774, 101
- Schlieder, J. E., Lépine, S., & Simon, M. 2010, *The Astronomical Journal*, 140, 119
- . 2012a, *The Astronomical Journal*, 143, 80
- . 2012b, *The Astronomical Journal*, 144, 109
- Schneider, G., Song, I., Zuckerman, B., et al. 2004, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 11.14
- Shkolnik, E., Liu, M. C., & Reid, I. N. 2009, *The Astrophysical Journal*, 699, 649
- Shkolnik, E. L., Allers, K. N., Kraus, A. L., Liu, M. C., & Flagg, L. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 69
- Shkolnik, E. L., Anglada-Escudé, G., Liu, M. C., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 758, 56
- Shkolnik, E. L., Liu, M. C., Reid, I. N., Dupuy, T., & Weinberger, A. J. 2011, *The Astrophysical Journal*, 727, 6
- Smart, R. L., Marocco, F., Caballero, J. A., et al. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 469, 401
- Soderblom, D. R. 2010, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 48, 581
- Song, I., Zuckerman, B., & Bessell, M. S. 2003, *The Astrophysical Journal*, 599, 342
- Soumerai, R., Pueyo, L., & Larkin, J. 2012, *The Astrophysical Journal Letters*, 755, L28

- Soummer, R., Choquet, E., Pueyo, L., et al. 2016, [American Astronomical Society Meeting Abstracts #227, 227, 137.03](#)
- Stamatellos, D., Hubber, D. A., & Whitworth, A. P. 2007, [Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 382, L30](#)
- Tonry, J. L., Stubbs, C. W., Lykke, K. R., et al. 2012, [The Astrophysical Journal, 750, 99](#)
- Torres, C. A. O., da Silva, L., Quast, G. R., de la Reza, R., & Jilinski, E. 2000, [The Astronomical Journal, 120, 1410](#)
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2008, in [Handbook of Star Forming Regions, Volume II, 757](#)
- Veras, D., Crepp, J. R., & Ford, E. B. 2009, [The Astrophysical Journal, 696, 1600](#)
- Vigan, A., Patience, J., Marois, C., et al. 2012, [Astronomy and Astrophysics, 544, A9](#)
- Vigan, A., Bonavita, M., Biller, B., et al. 2017, [Astronomy and Astrophysics, 603, A3](#)
- Wahhaj, Z., Liu, M. C., Nielsen, E. L., et al. 2013, [The Astrophysical Journal, 773, 179](#)
- Wang, J., Fischer, D. A., Xie, J.-W., & Ciardi, D. R. 2015, [The Astrophysical Journal, 813, 130](#)
- Wertz, O., Absil, O., González, G., et al. 2017, [Astronomy and Astrophysics, 598, A83](#)
- Wolf, C., Onken, C. A., Luvaul, L. C., et al. 2018, [Publications of the Astronomical Society of Australia, 35, e010](#)
- Zuckerman, B. 2001, [Young Stars Near Earth: Progress and Prospects, 244, 122](#)
- Zuckerman, B., Rhee, J. H., Song, I., & Bessell, M. S. 2011, [The Astrophysical Journal, 732, 61](#)
- Zuckerman, B., & Song, I. 2004, [Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 42, 685](#)
- Zuckerman, B., Song, I., & Bessell, M. S. 2004, [The Astrophysical Journal Letters, 613, L65](#)
- Zuckerman, B., Song, I., Bessell, M. S., & Webb, R. A. 2001a, [The Astrophysical Journal Letters, 562, L87](#)
- Zuckerman, B., Song, I., & Webb, R. A. 2001b, [The Astrophysical Journal, 559, 388](#)
- Zuckerman, B., & Webb, R. A. 2000, [The Astrophysical Journal, 535, 959](#)

Chapitre 3

CONSTRAINTS ON THE OCCURRENCE AND DISTRIBUTION OF 1–20 M_{Jup} COMPANIONS TO STARS AT SEPARATIONS OF 5–5000 AU FROM A COMPILATION OF DIRECT IMAGING SURVEYS

Frédérique Baron^{1*}, David Lafrenière¹, Étienne Artigau¹, Jonathan Gagné¹, Julien Rameau^{1,2}, Philippe Delorme², Marie-Eve Naud²

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

² *Université de Grenoble Alpes, CNRS, IPAG, F-38000 Grenoble, France*

Sera soumis à *The Astronomical Journal*

We present the first statistical analysis of exoplanet direct imaging surveys combining adaptive optics imaging at small separations with deep seeing-limited observations at large separations allowing us to study the entire orbital separation domain from 5 to 5000 au simultaneously. Our overall sample of 344 unique target host stars includes only confirmed members of nearby young associations and is based on all AO direct-imaging detection limits readily available online, with addition of our own previous seeing limited surveys. Assuming planet distributions in mass and separation that are flat in logarithmic scale, and based on hot-start evolution models, we inferred a frequency of companions (f) with masses 1–20 M_{Jup} of $2.17^{+6.85\%}_{-1.40\%}$ at 20–1000 au, $0.3^{+2.6\%}_{-0.1\%}$ at 1000–5000 au, and $2.61^{+6.97\%}_{-1.00\%}$ at 20–5000 au, at the 95% confidence level. Assuming that the companion distribution in both mass and semi-major axis follows a power law distribution, $d^2n \propto fM^\alpha a^\beta dM da$, we constrain the parameters to $\alpha = -0.08^{+0.75}_{-0.63}$ and $\beta = -1.41^{+0.22}_{-0.24}$, at 68% confidence level, and we obtain $f = 0.12^{+0.11}_{-0.06}$ for the overall planet occurrence rate for companions with masses between 1 to 20 M_{Jup} in the range 5–5000 au. We also added a dependence on the mass of the host star in the distribution, such that $d^2n \propto fM^\alpha a^\beta (M_\star/M_\odot)^\gamma dM da$, and obtained $\alpha = -0.18^{+0.77}_{-0.65}$, $\beta = -1.43^{+0.23}_{-0.24}$, $\gamma = 0.62^{+0.56}_{-0.50}$ and $f = 0.11^{+0.11}_{-0.05}$, at a 68% confidence level. Thus, we find that occurrence of companions is negatively correlated with semi-major axis and companion mass (marginally) but is positively correlated with the stellar host mass. Our inferred mass distribution is in good agreement with other distributions found previously from direct imaging surveys for planets and brown dwarfs, but is shallower as a function of mass than the distributions inferred by radial velocity surveys of gas giants in the 1–3 au range. This may suggest that planets at these wide and very-wide separations represent the low-mass tail of the brown dwarfs and stellar companion distribution rather than an extension of the distribution of the inner planets.

Exoplanets — Direct Imaging — Brown Dwarfs

3.1. Introduction

Over the last 15 years, many teams – using several telescopes on the ground and in space– surveyed young nearby stars to uncover new planets with direct imaging (Marois et al., 2008; Lafrenière et al., 2007b; Delorme et al., 2013b; Macintosh et al., 2015; Naud et al., 2017). All in all, about 1000 unique stars were observed in search of planets using first-generation adaptive optics (AO) systems, seeing-limited imaging, or space-based telescopes. The orbital separations probed by these surveys range from several au to hundreds and even thousands of au, while the detectable planet masses are restricted to that of Jupiter or higher. Some of these surveys targeted only higher mass stars (Vigan et al., 2012; Nielsen et al., 2013; Rameau et al., 2013b), others aimed only at low mass stars (Bowler et al., 2015; Lannier

et al., 2016; Galicher et al., 2016; Naud et al., 2017), and some surveyed stars of all spectral types (Lafrenière et al., 2007b; Heinze et al., 2010a; Biller et al., 2013; Chauvin et al., 2015; Meshkat et al., 2017; Uyama et al., 2017; Baron et al., 2018; Stone et al., 2018). Although only a few planets have been found through these efforts, the resulting large data set can be used to investigate the occurrence rate and distribution of planets as well as their dependence on the star properties. Such studies are necessary to gain knowledge about the formation and evolution of planets at the large orbital separations probed by direct imaging. This is particularly important since the standard planet formation models –core accretion or disk instability– struggle to form planets beyond 100 au.

One of the first attempts to constrain the orbital separation distribution and the mass distribution of Jupiter-like planets was made by Tabachnik & Tremaine (2002). Using data on 72 planets found by radial velocity (RV) and a distribution such as $dn = C(M)^{-\alpha}(P)^{-\beta}d\ln M d\ln P$, where M is the planet mass and P the orbital period, they inferred that $\alpha = 0.11 \pm 0.10$ and $\beta = -0.27 \pm 0.06$ for $M \lesssim 10 M_{\text{Jup}}$ and $2 \text{ d} < P < 10 \text{ yr}$. This idea was then pushed further by Cumming et al. (2008) who also used a power law to fit the distribution of planets with masses less than $0.3 M_{\text{Jup}}$ and periods less than 2000 days detected using radial velocity measurements of FGK stars. With a mass-period distribution of $d^2n = C(M)^\alpha(P)^\beta d\ln M d\ln P$, they obtained a constraint on the parameters of $\alpha = -0.31 \pm 0.20$ and $\beta = 0.26 \pm 0.10$. Also based on radial velocity measurements of 166 stars, Howard et al. (2010) found that planet occurrence increases with decreasing planet mass, such as $dn = 0.39M^{-0.48}d\ln M$. Dong & Zhu (2013) studied Kepler planets with $P < 250$ days and found that the distribution of planets in terms of periods, $dn/d\ln P$, is proportional to $P^{0.7 \pm 0.1}$ for Neptune-sized planet and agrees with a flat distribution for Super-Earth or Earth-sized planets. Fernandes et al. (2018), based on transit and radial velocity data, described the distribution of giant planets as a broken power law in semi-major axis, showing initially an increase of planet occurrence with semi-major axis, a turnover at about 3 au, followed by a decrease. They also found a power law distribution in planet mass, showing an increase in occurrence for lower masses. All of those studies mostly focus on close-in planets of various masses, and there are very few constraints on semi-major axes greater than 10 au and even fewer over 100 au. However, the distribution of planets as presented in Cumming et al. (2008) was widely used, and still is, when planning surveys with direct imaging, as a way to predict the planet yield of the survey. Constraining the planet distribution of massive planets on wide orbits is needed to get more accurate planets yields.

A few constraints on the planet distribution do exist for separations beyond 10 au from direct imaging data. For instance, Heinze et al. (2010a) used their adaptive optics planet imaging survey to rule out with 90% confidence a distribution as in Cumming et al. (2008) at separations up to 110 au. Brandt et al. (2014) used a combined sample of direct imaging data

Tab. 3. I Young Moving Groups

Name	Short Name (pc)	Distance (Myr)	Age	Ref.
β Pictoris	BPIC	9-73	24 ± 3	1
AB Doradus	ABD	37-77	149^{+51}_{-19}	2
Argus	ARG	29-118	40-50	3,4
Carina	CAR	46-88	45^{+11}_{-7}	2
Columba	COL	35-81	42^{+6}_{-4}	2
Tucana-Horologium	THA	36-71	45 ± 3	2
TW Hya	TW	8-92	10 ± 3	2
Hercules-Lyra	HLY	~ 30	260 ± 50	5
Lower Centaurus Crux	LCC	~ 140	16 ± 2	6
ϵ Chamaeleontis	EPSC	~ 100	3.7 ± 4.6	7
Upper Scorpius	US	~ 130	10 ± 2	6
Octans	OCT	~ 130	35 ± 5	8
Carina-Near	CN	~ 30	~ 200	

¹**Références** – (1) Shkolnik et al. (2017), (2) Bell et al. (2016), (3) Torres et al. (2008), (4) Zuckerman (2018), (5) Eisenbeiss et al. (2013), (6) Pecaute & Mamajek (2016), (7) Murphy & Lawson (2015), (8) Murphy et al. (2013), (9) Zuckerman et al. (2006).

to model the population of companion with masses $5\text{--}70 M_{\text{Jup}}$ and semi-major axes of $10\text{--}100$ au with a power law. They found that $dn \propto M^{-0.65 \pm 0.60} a^{-0.85 \pm 0.39}$, which does not agree with the distribution of planets from Cumming et al. (2008) and hints that the low-mass companions in their sample represent the low-mass tail of the brown dwarfs distribution. Reggiani et al. (2016) showed that the results from direct imaging surveys searching for substellar companions around Sun-like stars are consistent with an extrapolation of the Cumming et al. (2008) distribution to larger separations combined with the log-normal brown dwarf mass distribution from Raghavan et al. (2010). Lastly, Meyer et al. (2018) studied planets with masses between 1 and $10 M_{\text{Jup}}$ and separations between 0.07 and 400 au and found that the semi-major axis distribution is best described by a log-normal distribution peaking at about 3 au. For larger separations, there are virtually no constraints to date.

In this work, we merged different direct imaging surveys to constrain the occurrence rate and distribution of companions with masses between 1 and $20 M_{\text{Jup}}$ at orbital separations of 5 to 5000 au. Section 3.2 describes the sample of stars and observations taken from the online archive DIVA and some other previous surveys made by our team. In Section 3.3, we first establish a planet detection completeness map for each target in our sample, and then use those to determine the occurrence rate of companions and, through a Markov chain Monte Carlo (MCMC) approach, constrain the parameters governing their distributions. We discuss our results and their implications in Section 3.4 and conclude in Section 3.5.

3.2. Sample

We assembled a sample of stars that were observed by AO direct-imaging planet searches, as well as by the seeing-limited PSYM-WIDE (Naud et al., 2017) and WEIRD (Baron et al., 2018) surveys. We focused on the stars that are confirmed members of young moving groups with ages of less than 300 Myr, meaning that they have a radial velocity measurement, a trigonometric parallax and $XYZUVW$ values consistent with the moving group’s spatial position and space velocity, as well as independent signatures of youth, such as spectroscopic signs of low-gravity, strong X-ray or UV emission or lithium absorption. Table 3. I presents the young moving groups to which our stars belong, namely TW Hya (de la Reza et al., 1989; Kastner et al., 1997), β Pictoris (Zuckerman et al., 2001a), AB Doradus (Zuckerman et al., 2004), Tucana-Horologium (Torres et al., 2000; Zuckerman et al., 2001b), Carina (Torres et al., 2008), Columba (Torres et al., 2008), Argus (Makarov & Urban, 2000), Carina-Near (Zuckerman et al., 2006), Upper Scorpius (USCO, Pecaute & Mamajek, 2016), Lower Centaurus Crux (LCC, Pecaute & Mamajek, 2016), ϵ Chamaeleontis (Murphy et al., 2013), Hercules-Lyra (Eisenbeiss et al., 2013) or Octans (Murphy et al., 2013). We have included the star that is a member of Hercules-Lyra, even if Mamajek (2015) indicated that Hercules-Lyra might be a stream and not a real association.

The WEIRD survey (Baron et al., 2018) surveyed 177 stars of all spectral types using deep seeing limited imaging to search for giants planets on very wide orbits. A typical completeness of $2 M_{Jup}$ is reached, while some stars of the younger/nearer groups have a $1 M_{Jup}$ detection limit, at separations between 1000 and 5000 au. We added all the objects from the WEIRD survey in our sample, as they are all bona fide members of young associations.

The PSYM-WIDE survey (Naud et al., 2017) observed 95 M dwarfs using seeing-limited imaging, out of which only 10 were bona fide members of nearby young moving groups, the others being non-confirmed candidate members at the time of publication. However, using the *Gaia* DR2 release (Lindgren et al., 2018; Gaia Collaboration et al., 2018) and the web tool BANYAN Σ from Gagné et al. (2018b), we confirmed the membership of 34 stars out of those 85 candidates; see Table 3. II. The total number of bona fide members from PSYM-WIDE used in our study is thus 44. The survey reached good completeness for a mass of $10 M_{Jup}$ or more at semi-major axes larger than 1000 au.

To complement the above seeing-limited observations, sensitive to the widest orbital separations, we used the DIVA archive (Vigan et al., 2017) to extract data for 119 stars that are bona fide members of young associations of less than 300 Myr and that were observed at closer separations by Masciadri et al. (2005), Biller et al. (2007), Lafrenière et al. (2007b), Kasper et al. (2007), Chauvin et al. (2010), Heinze et al. (2010a), Vigan et al. (2012), Rameau et al. (2013b), Chauvin et al. (2015), Meshkat et al. (2015a), or Meshkat et al. (2015b). Out of the 119 stars, 73 have also been observed by the WEIRD or the PSYM-WIDE surveys at

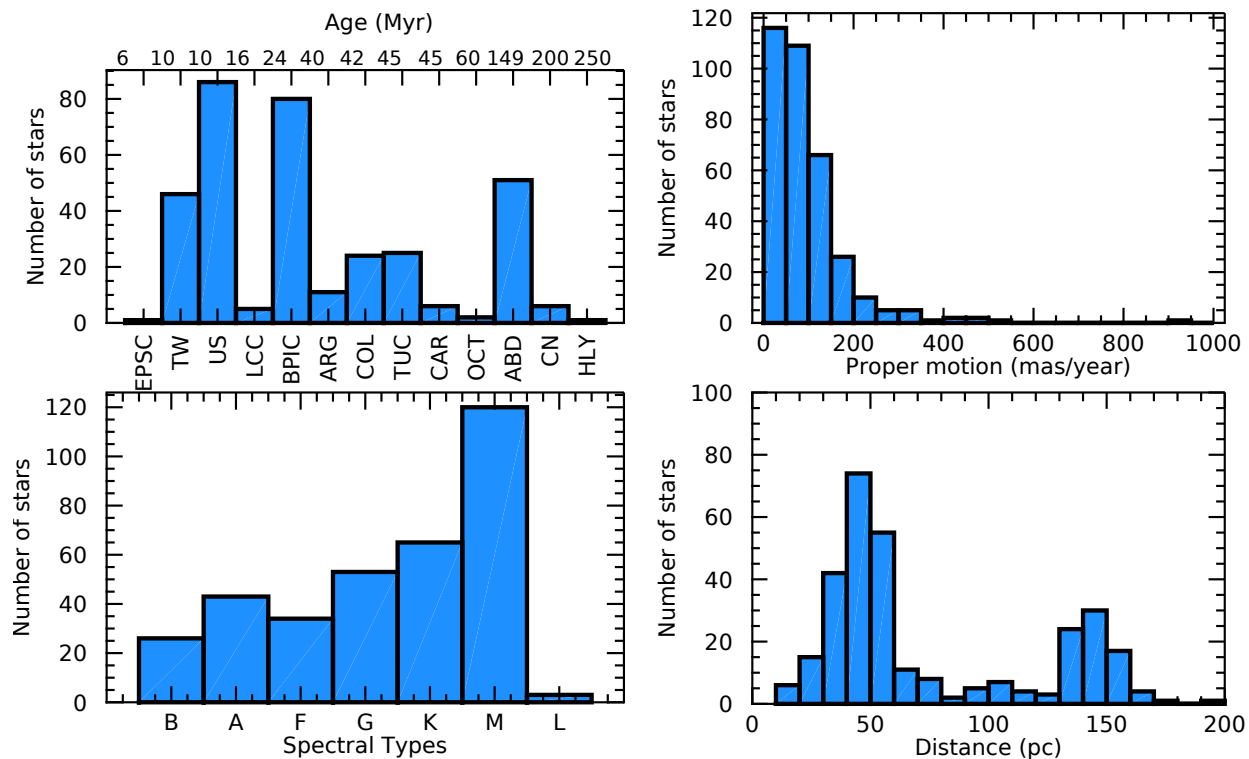


Fig. 3.1 Histograms of the number of stars in each association, distances (pc), proper motions (mas) and spectral types of the targets in the sample.

larger separations. Overall, the completeness maps of these targets reach good completeness at $3 M_{\text{Jup}}$ over a range of semi-major axes of 50 to 5000 au.

We also used data from the AO survey of Upper Scorpius stars of Lafrenière et al. (2014). They list 91 stellar members of Upper Scorpius, and 84 of them have a parallax in *Gaia* DR2. One of them, HIP 78265, was rejected from our sample because its new *Gaia* parallax puts it at a distance of 590 pc, which is too far from the other members of Upper Scorpius. All other stars with parallaxes from that study were kept. This survey probes an intermediate range of semi-major axes compared to the above AO imaging survey, with a good completeness between 200 and 800 au for companions with masses as low as $10 M_{\text{Jup}}$, as the members of this association are further away than most other targets in the sample.

Table 3. IV lists the 344 unique stars in our sample, along with their right ascension, declination, spectral type, proper motion in right ascension and declination, association, and distance. Figure 3.1 presents the summary of our sample. The median target has a distance of 50 pc, a proper motion of 80 mas yr^{-1} and an age of 24 Myr. The spectral types of the targets range from B to L dwarfs, and most of the targets are M dwarfs.

Table 3. II. Confirmed members from PSYM-WIDE

2MASS Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	Probability %	Association
J00325584-4405058	8.2326770	-44.084965	99.3	ABD
J00374306-5846229	9.4294440	-58.773033	99.7	THA
J01123504+1703557	18.146006	17.065475	99.1	ABD
J01521830-5950168	28.076262	-59.838001	>99.9	THA
J02045317-5346162	31.221569	-53.771183	>99.9	THA
J02070176-4406380	31.758289	-44.112339	>99.9	THA
J02215494-5412054	35.478949	-54.201511	>99.9	THA
J02224418-6022476	35.684107	-60.379906	80.0	CAR
J02340093-6442068	38.503875	-64.701912	>99.9	THA
J02485260-3404246	42.219191	-34.073517	99.8	COL
J02564708-6343027	44.196205	-63.717438	90.4	CAR
J03350208+2342356	53.758697	23.709892	99.0	BPIC
J04091413-4008019	62.308892	-40.133862	>99.9	COL
J04213904-7233562	65.412690	-72.565613	>99.9	THA
J04363294-7851021	69.137280	-78.850594	96.0	ABD
J04402325-0530082	70.096891	-5.5022970	96.4	CN
J04440099-6624036	71.004021	-66.402084	97.1	THA
J04571728-0621564	74.322039	-6.3656870	99.8	ABD
J05241317-2104427	81.054884	-21.078550	>99.9	COL
J05335981-0221325	83.499224	-2.3590290	>99.9	BPIC
J05395494-1307598	84.978924	-13.133292	95.4	COL
J06112997-7213388	92.874897	-72.227448	94.8	CAR
J08173943-8243298	124.41432	-82.724945	99.7	BPIC
J12383713-2703348	189.65473	-27.059681	99.7	ABD
J18420694-5554254	280.52895	-55.907082	99.8	BPIC
J19560294-3207186	299.01626	-32.127125	93.5	BPIC
J20004841-7523070	300.20174	-75.385284	99.8	BPIC
J21100535-1919573	317.52232	-19.332603	99.8	BPIC
J22021626-4210329	330.56775	-42.175831	99.4	THA
J23131671-4933154	348.31962	-49.554298	>99.9	THA
J23285763-6802338	352.24016	-68.042747	98.6	THA
J23320018-3917368	353.00077	-39.293564	>99.9	ABD
J23452225-7126505	356.34272	-71.447380	>99.9	THA
J23474694-6517249	356.94561	-65.290260	>99.9	THA

Seven stars in our sample are known hosts of companions ($M < 20 M_{\text{Jup}}$) on wide orbits : 51 Eri, HR 8799, β Pictoris, AB Pic, Gu Psc, TWA 27 and 1RXS J160929.1-210524. Each system is described briefly below.

- 51 Eri b is a 2–10 M_{Jup} planet orbiting the F0IV star 51 Eri at a projected separation of ~ 14 au; it was found with GPI at Gemini (Macintosh et al., 2015). While the star is part of our sample, the companion was not detected in the data we compiled.
- HR 8799 hosts four planets of 7_{-2}^{+4} , 10 ± 3 , 10 ± 3 and $9 \pm 4 M_{\text{Jup}}$ (Marois et al., 2008, 2010) at semi-major axes of, respectively, $70_{-0.18}^{+0.19}$, $43.1_{-1.4}^{+1.3}$, $26.2_{-0.7}^{+0.9}$ and 16.2 ± 0.5 au, assuming stable coplanar orbits (Wang et al., 2018b). Rameau et al. (2013b), whose data are part of our study, were able to recover planets b, c and d, but not planet e due to the small parallactic angle rotation of the observation. We assume in this work that HR 8799 is an A5V star member of the Columba association, although its

membership has been questioned. However, signs of youth are present in the planets' spectra and Zuckerman et al. (2011) have shown that HR 8799 is younger than the Pleiades.

- β Pictoris, an A6V star member of the β Pictoris moving group, hosts a $11 \pm 2 M_{\text{Jup}}$ planet (Lagrange et al., 2009; Snellen & Brown, 2018) with a semi-major axis of $9.2_{-0.4}^{+1.5}$ au (Millar-Blanchaer et al., 2015). Rameau et al. (2013b) were also able to recover this companion.
- AB Pic b is a $13.5 \pm 0.5 M_{\text{Jup}}$ object at a projected separation of 250 au from AB Pic, a K2V star member of the Tucana-Horologium association (Chauvin et al., 2005). It was recovered by Rameau et al. (2013a) and also tentatively recovered by Biller et al. (2007).
- GU Psc, an M3V star member of the AB Doradus association, is host to a $11 \pm 2 M_{\text{Jup}}$ companion (Naud et al., 2014) at an angular separation of $42''$. We used the new parallax from *Gaia* DR2 to revise the projected separation estimate to 1998 ± 6 au. The discovery observations were part of the PSYM-WIDE survey.
- TWA 27 hosts a $4 \pm 1 M_{\text{Jup}}$ companion (Chauvin et al., 2004) at a projected separation of 46_{-15}^{+37} au (Blunt et al., 2017). The host is a young brown dwarf, member of the TW Hydrae association at 52 pc. The planet was discovered using VTL/NACO but it was not detected in the images used in our survey.
- As part of the Upper Scorpius survey used in the present study, Lafrenière et al. (2008, 2010) found a directly imaged planet around 1RXS J160929.1-210524, an M0 star member of the Upper Scorpius association. 1RXS J160929.1-210524b has a mass between 7 and $12 M_{\text{Jup}}$ (Lachapelle et al., 2015) and a projected separation of 320 ± 40 au.

The sample of our study thus includes five detected planet-hosting stars and seven detected planets. Four of those orbit BA stars, two orbit FGK stars and one is around an M dwarf. The small number of planets around M dwarfs in our sample may seem surprising, given the large number of M dwarfs in our sample and the relatively large number of companions found by direct imaging around M dwarfs (e.g., Goldman et al., 2010; Naud et al., 2014; Kraus et al., 2014a; Luhman et al., 2006; Ireland et al., 2011; Deacon et al., 2016; Dupuy et al., 2018; Delorme et al., 2013a; Bowler et al., 2013; Artigau et al., 2015; Todorov et al., 2010; Gauza et al., 2015; Itoh et al., 2005; Luhman et al., 2009; Rebolo et al., 1998; Reid & Walkowicz, 2006), but we point out that out of all those detection but only two were found around M bona fide members of young associations (Chauvin et al., 2004; Naud et al., 2017).

3.3. Analysis

We used the $7\text{-}\sigma$ detection limits as a function of angular separation provided by the DIVA archive, by Baron et al. (2018), by Naud et al. (2017) and by Lafrenière et al. (2014) to build the completeness maps for each target. We first defined a 100×100 grid of masses and semi-major axes, with the masses equally spaced in logarithmic scale between 1 and $20 M_{\text{Jup}}$ and the semi-major axes equally spaced in logarithmic scale between 5 and 5000 au. At each point of the grid, 10^4 planets were simulated, each having an eccentricity taken randomly from the beta function eccentricity distribution reported in Kipping (2013), which is taken from the eccentricity distribution of RV planets as well as a random inclination and orbital phase, which then yield a projected separation for each planet. Following the method described in Baron et al. (2018) and using the AMES.Cond evolution models (Allard et al., 2001; Baraffe et al., 2003) to convert the planets masses to flux, we compared the planet’s magnitudes to the detection limits found earlier to assess the detectability of each planet. If the detection limits were provided in planet-to-star contrast, they were converted into detection limit in planet absolute magnitude using the star’s magnitudes. We then obtained completeness maps for all the stars in the sample. If a given star was observed by two or more surveys, the most sensitive detection probability was adopted at each point of the mass–separation grid, and we assumed that the exoplanet did not move on its orbit between the different observations. As some of the calculations that follow will need it, a similar completeness map was calculated for each star but this time directly over a grid of projected separations instead of semi-major axes. For this latter approach, there was no need to draw orbital parameters randomly as the fiducial planets were directly generated at projected separations that can be compared directly with the detection limits.

At 5000 au, about half of the stars in the sample have a $> 60\%$ probability of detecting a companion of mass anywhere in the range 1-20 M_{Jup} , while about 20% of the stars have this same probability at 20 au, and 10% at 5 au. We choose a lower mass limit of 1 M_{Jup} as observations from the WEIRD sample reach sufficient completeness ($> 50\%$) at this mass for large semi-major axis (> 1000 au). The upper mass limit of 20 M_{Jup} was chosen to exclude the brown dwarf companion population, as radial velocity data suggest a natural dividing line between planets and brown dwarfs somewhere in the 25–45 M_{Jup} range (Sahlmann et al., 2010).

Figure 3.2 shows the average completeness maps for (a) the 220 objects with WEIRD or PSYM-Wide images (seeing-limited), (b) the 119 targets with only the AO observations from the DIVA archives, (c) the 83 Upper Scorpius targets with only AO observations and (d) the 73 targets that were observed by AO *and* either WEIRD or PSYM-WIDE. The known companions discussed above are overplotted. Note that the semi-major axis is used when known; otherwise, the projected separation is used as a semi-major axis. The maps show

that the AO images are sensitive to companions with masses of about $7 M_{\text{Jup}}$ or higher at a completeness of 70% with a semi-major axis between 50 and 300 au, or a completeness of 50% for semi-major axes larger than 20 au. The seeing-limited observations, on the other hand, are mostly sensitive to semi-major axes above 500 au for masses above $3 M_{\text{Jup}}$ with a completeness of 70%. As panel d) demonstrates, combining AO imaging with wide-field imaging enables a good semi-major axis coverage as well as a decent companion mass coverage. Panel e) shows the average completeness maps for the entire survey. Overall, the survey is mostly sensitive to object more massive than $3 M_{\text{Jup}}$ at semi-major axes between 500 to 1500 au.

3.3.1. Frequency of companions

Using the individual completeness maps for all targets in the sample and the statistical formalism presented in Lafrenière et al. (2007b), a frequency f of stars that have at least one companion with a mass between 1 and $20 M_{\text{Jup}}$ and semi-major axis between 20 and 5000 au was evaluated. For this first analysis, we chose to focus on the 20–5000 au range of semi-major axis, as this is where we reach the most interesting completeness to constrain the occurrence rate. Even though we have some sensitivity at smaller separations, extending this analysis to cover smaller separations would lead to larger uncertainties because the completeness is significantly smaller below 20 au. Assuming that N is the total number of stars in the sample and k is the i th star of said sample, then the results of the survey can be summarized by the set $\{d_k\}$, where the value of d_k is 1 if one (or more) companion is detected around star k and d_k is 0 otherwise. If p_k is the probability that such a star hosts a companion that would be detected given the detection limits of the observations if indeed it was there, then the likelihood of the data for a given value of f is given by the binomial likelihood :

$$\mathcal{L}(\{d_k\}|f) = \prod_{k=0}^N (1 - fp_k)^{1-d_k} (fp_k)^{d_k}. \quad (3.3.1)$$

If $p(f)$ is the prior probability of f , then according to Baye’s theorem, the posterior distribution for f , in light of the data, is given by,

$$p(f|\{d_k\}) = \frac{\mathcal{L}(\{d_k\}|f)p(f)}{\int_0^1 \mathcal{L}(\{d_k\}|f)p(f)df}, \quad (3.3.2)$$

The prior $p(f)$ represents the best knowledge about the posterior distribution of f based only on information that is independent from the current analyses. To apply Bayesian statistics in a way that only depends on the available data and the given likelihood, it is appropriate to use a non-informative prior (Berger et al., 2009). Here, we used a non-informative Jeffrey’s prior, which is appropriate for the binomial likelihood, and is given by

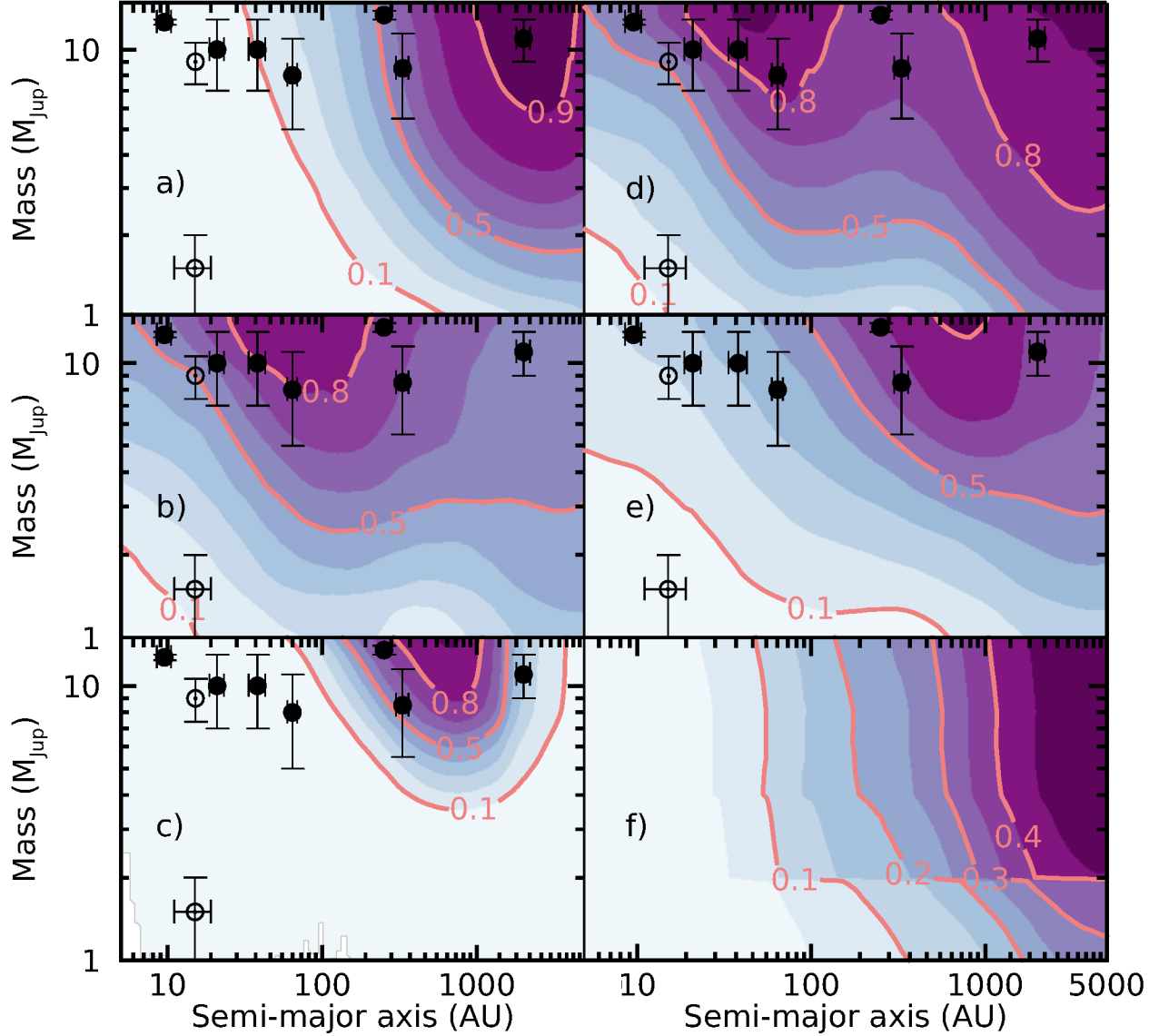


Fig. 3.2 Average detection completeness maps of the masses versus the semi-major axis. Filled circles show the known companions detected in the observations used in the present study, while open circles show known companions of stars in our sample that were detected by other surveys. The maps show the average probability of detecting a companion with a mass between 1 and $20 M_{\text{Jup}}$ as a function of the separation from the host star. Panel (a) is the average completeness map for the seeing-limited observations (WEIRD and PSYM-WIDE) only, sensitive to larger separations, (b) is for AO observations of nearby young associations, sensitive to shorter orbits, (c) is for AO observations of stars in the more distant Upper-Scorpius association, sensitive to intermediate separations (d) is for the subset of stars in nearby associations that were observed with both seeing-limited observations and AO, (e) is average completeness map for the overall survey and (f) is the same as (e) using cold-start models.

:

$$p(f) = \frac{1}{\pi} \frac{1}{\sqrt{f}} \frac{1}{\sqrt{1-f}}. \quad (3.3.3)$$

The maximum of the posterior distribution is obtained for the most likely value for f . An equal-tail credible interval ($\alpha=0.95$) can be determined from,

$$\frac{1 - \alpha}{2} = \int_0^{f_{min}} p(f|d_k)df, \quad (3.3.4)$$

$$\frac{1 + \alpha}{2} = \int_{f_{max}}^1 p(f|d_k)df. \quad (3.3.5)$$

We applied the above procedure to constrain f over various semi-major axis intervals and for planet masses from 1 to 20 M_{Jup} . To compute p_k we simply averaged the above completeness maps over the appropriate region of semi-major axis and planet mass of our grid; this amounts to assuming the planets are distributed uniformly in logarithm scale in both mass and semi-major axis.

Figure 3.3 shows the posterior distributions obtained for the full semi-major axis range probed by our study, as well as for two sub-ranges, 20–1000 au and 1000–5000 au. From these posterior distributions, we can infer a frequency of companions with masses between 1 and 20 M_{Jup} for the corresponding ranges of semi-major axes. First, for the 20–1000 au range which contains the detection of companions around 4 stars of the sample (AB Pic, HR 8799, HIP 78530 B and 1RXS J160929.1–210524), we obtained a frequency of $2.17^{+6.85\%}_{-0.73\%}$, at 95% confidence level. For the 1000–5000 au range which contains only one companion (GU Psc b), we inferred a frequency of $0.3^{+2.6\%}_{-0.1\%}$, at a 95% confidence level. This is much lower than at shorter separations, and is easily understood as this range contains much fewer detections despite having better sensitivities on average. For the overall range of semi-major axes probed here (20–5000 au), we obtained a frequency of $2.61^{+6.97\%}_{-1.00\%}$, at 95% confidence level.

Figure 3.4 shows the frequency that we found and those obtained by the individual surveys included in our study over a similar companion mass range and for various ranges of semi-major axes. Here, the horizontal bars represent the ranges of semi-major axes while the vertical error bars correspond to the uncertainty interval on the frequencies (at a 95% confidence level). The surveys included in our sample cover a wide range of spectral types, but some of the other surveys focused on M dwarfs and others on A stars. The surveys in our study that focused on wide orbits (20–1000 au) found overall marginally higher frequencies than those that focused on very wide orbits (1000–5000 au). This is consistent with the frequencies that we calculated in both intervals. Table 3 presents, for context, a compilation of several literature results for the occurrence of giant planets based on direct imaging surveys.

3.3.2. Constraining the distribution of companions

We used a Markov Chain Monte Carlo approach to constrain the distribution of companions as a function of their mass and semi-major axis. We used the same mass–semi-major

Tab. 3. III Occurrence of giant planets from the literature

Reference	No. of stars	SpT	f (%)	Sep (UA)	Mass (M_{Jup})
Wide orbits					
Lafrenière et al. (2007b)	85	All	<28 <13 <9.3	10–24 25–50 50–250	0.5–13
Heinze et al. (2010b)	54	FGK	< 50 < 25 < 15	30–94 25–100 15–100	5–13 7–13 10–13
Janson et al. (2011)	18	BA	< 85	<100	< 300
Vigan et al. (2012)	42	A	$8.7_{-6}^{+19.6}$	5–320	3–14
Biller et al. (2013)	80	All	< 6 < 7	10–150 10–50	1–20
Nielsen et al. (2013)	70	B-A	< 20	59–460	4–13
Rameau et al. (2013b)	59	A-F	$16.1_{-11.2}^{+26.3}$	1–1000	1–13
Wahhaj et al. (2013)	57	debris disk	< 24 < 24	> 8 > 63	9–13 4–13
Lafrenière et al. (2014)	91	All	$4.0_{-1.2}^{+3.0}$ < 1.8	250–1000 50–250	5–40 5–40
Bowler et al. (2015)	122	M	< 10.3	10–100	1–13
Chauvin et al. (2015)	86	FGK	< 15	100–500	5–13
	86	FGK	< 10	50–500	10–13
Brandt et al. (2014)	248	All	1.0 – 3.1	10–100	5–70
Bowler (2016)	384	BA FGK M	$2.8_{-2.3}^{+3.7}$ < 4.1 < 3.9	30–300	5–13
Durkan et al. (2016)	73	All	< 9	100–1000	0.5–34
Galicher et al. (2016)	292	M	$1.05_{-0.70}^{+2.80}$	20–300	0.5–14
Lannier et al. (2016)	58	M	$2.3_{-0.7}^{+2.9}$	8–400	2–14
Meshkat et al. (2017)	277	debris disk	$6.27_{-2.59}^{+3.49}$	10–100	5–20
Stone et al. (2018)	98	All	~25	5–100	4–14
Very wide orbits					
Naud et al. (2017)	95	K5-L5	$0.84_{-0.66}^{+6.73}$	500–5000	5–13
Baron et al. (2018)	177	All	<3	1000–5000	1–13

axis grid in the 5–5000 au interval for the calculation of the completeness maps, and we use index i to refer to a given bin in mass, index j to refer to a given bin in semi-major axis, index s to refer to a given bin in projected separation axis and index k to refer to a given star out of the total sample of N stars surveyed. The completeness maps as a function of the projected separation, calculated earlier, are noted as $C_{k, is}$. The set $\{d_{k, is}\}$ denotes the detection made by the observations, such that $d_{k, is}$ is 1 if there is a planet detected in bin

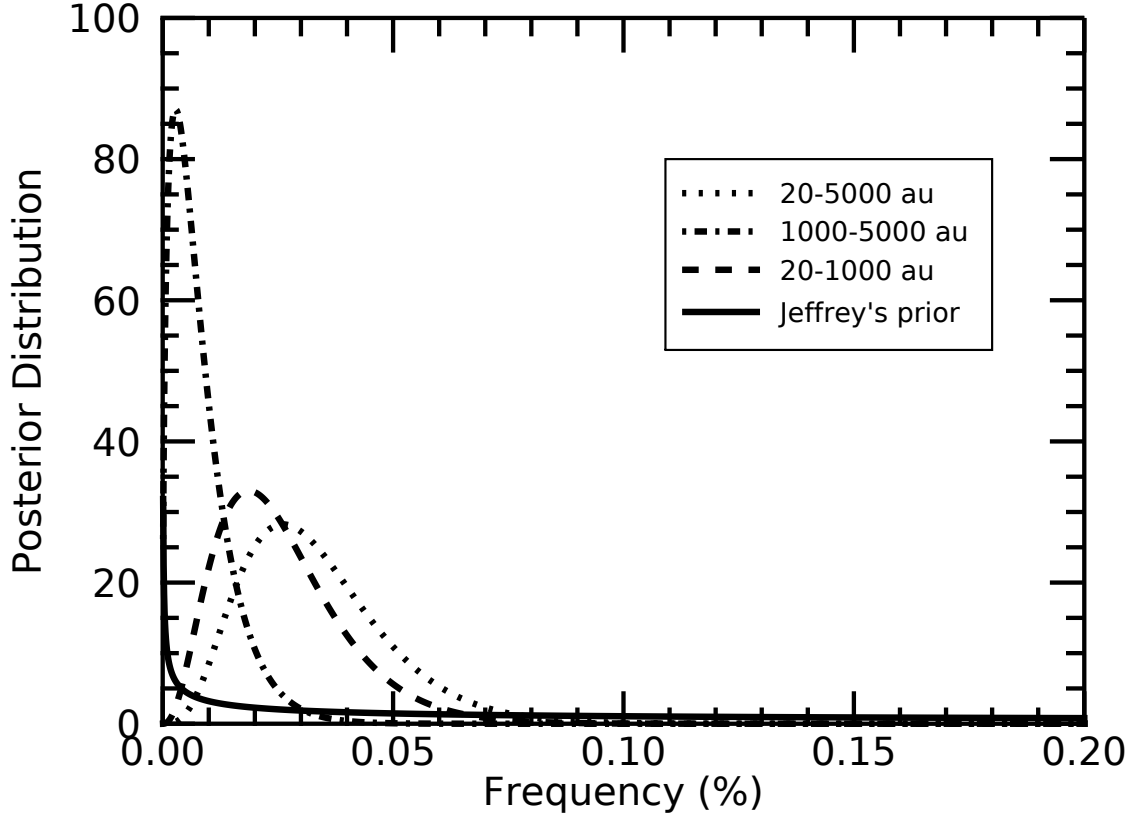


Fig. 3.3 Posterior distributions of the occurrence rate of companions of masses between 1 and $20 M_{\text{Jup}}$. The dotted line shows the frequency in the semi-major axis range 20–5000 au, the dash-dotted line is for the range 1000–5000 au, and the dashed is for the range 20–1000 au. The solid line shows the Jeffrey’s prior used.

i,s for star k , otherwise $d_{k, is}$ is 0. In our calculations, detected companions were assigned to the projected separation bin s when they were detected in the images used in our study.

As a first case, we assumed that the distribution of planets follows a power law in mass and semi-major axis,

$$d^2n = f \frac{\alpha\beta}{C} M^\alpha a^\beta dM da, \quad (3.3.6)$$

where dn is the expected number of companions with a mass in the range $[M, M+dM]$ and semi-major axis in the range $[a, a+da]$, f is the overall mean number of planets per star (what we also call the frequency of planets), and C is a normalization constant ensuring that the overall expected number of companions per star found by integrating dn over the full mass and semi-major axis is equal to f .

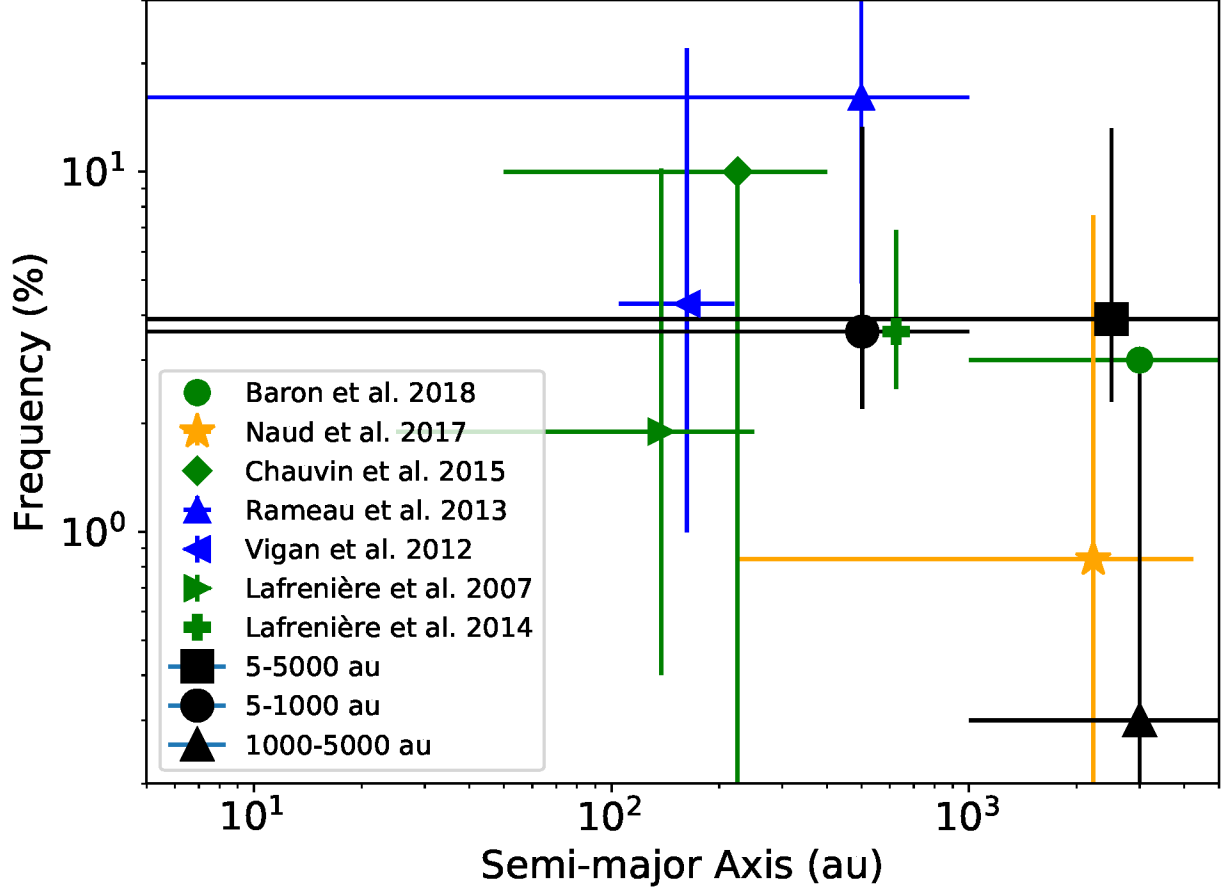


Fig. 3.4 Frequency of companions for various ranges of semi-major axes probed by this study and others. The survey that concentrated on M dwarfs is shown in orange, the studies that surveyed A stars in blue and the others are shown in green. The frequency from Baron et al. (2018) is represented by a circle, the one from Naud et al. (2017) is drawn as a star, the one from Chauvin et al. (2015) is a diamond, the one from Rameau et al. (2013b) is drawn as a triangle pointing up, the one from Vigan et al. (2012) is shown as a left pointing triangle, the one from Lafrenière et al. (2007b) is drawn as a right pointing triangle, and the one for Lafrenière et al. (2014) is represented by a thick plus sign. The frequency from the current analysis is shown as a black square for the range 20–5000 au, a black triangle for the range 1000–5000 au, and a dark circle for the range 20–1000 au. The horizontal bars represent the ranges of semi-major axes, while the vertical error bars show 95% credible interval for the companion frequency.

For a given bin (i,j) , the expected number of companions is found by integrating over the bin, which yields,

if $\alpha \neq -1$ and $\beta \neq -1$:

$$n_{i,j} = \frac{f}{D} [M_{i+1}^{\alpha+1} - M_i^{\alpha+1}] [a_{i+1}^{\beta+1} - a_i^{\beta+1}] , \quad (3.3.7)$$

or if $\alpha = -1$ and $\beta = -1$

$$n_{i,j} = \frac{f}{D} \ln \left(\frac{M_{i+1}}{M_i} \right) \ln \left(\frac{a_{i+1}}{a_i} \right), \quad (3.3.8)$$

or if $\alpha \neq -1$ and $\beta = -1$

$$n_{i,j} = \frac{f}{D} [M_{i+1}^\alpha - M_i^\alpha] \ln \left(\frac{a_{i+1}}{a_i} \right), \quad (3.3.9)$$

or if $\alpha = -1$ and $\beta \neq -1$

$$n_{i,j} = \frac{f}{D} \ln \left(\frac{M_{i+1}}{M_i} \right) [a_{i+1}^\beta - a_i^\beta], \quad (3.3.10)$$

where $D = (M_{max}^{\alpha+1} - M_{min}^{\alpha+1})(a_{max}^{\beta+1} - a_{min}^{\beta+1})$.

The number of companions expected in a bin (i,s) , of given mass and projected separation, is equal to the number of companions expected in bin (i,j) , of mass and semi-major axis, multiplied by the probability $p(s|j)$ of the companions to be observed at projected separation s given their semi-major axis j , and summed up over all semi-major axis bins,

$$n_{is} = \sum_j n_{ij} p(s|j). \quad (3.3.11)$$

The probability $p(s|j)$ is computed using a Monte Carlo simulation assuming the same eccentricity distribution as before, and accounting for random orientations and phases of the observations. Factoring in the completeness of the observations, the expected number of *detected* planets in bin (i,s) for star k is thus $C_{k,is} n_{is}$. Assuming that the presence of a planet in a given bin does not depend on the presence of other planets in other bins and using Poisson statistics for each bin and each star, we have that the probability P of obtaining the observed results in a given bin given the assumed models is given by :

$$P(\{d_{k,is}\}|\{\alpha,\beta,f\}) = e^{-C_{k,is} n_{is}} (C_{k,is} n_{is})^{d_{k,is}}. \quad (3.3.12)$$

Thus, the likelihood of the whole survey results is obtained by multiplying the above probability for all bins and all stars :

$$\mathcal{L}(\{d_{k,is}\}|\{\alpha,\beta,f\}) = \prod_{k=1}^N \prod_{i,s} e^{-C_{k,is} n_{is}} (C_{k,is} n_{is})^{d_{k,is}}, \quad (3.3.13)$$

or

$$\ln \mathcal{L} = \sum_{i,j,k} \ln [(C_{k,is} n_{is})^{d_{k,is}}] - C_{k,is} n_{is}. \quad (3.3.14)$$

This is the form we used in the calculations that follow. The set $\{d_{k,is}\}$ for our survey includes the detection of seven companions, as mentioned in Section 3.2. In this section, we consider the full range of separations from 5 to 5000 au, rather than only 20 to 5000 au as in the previous analysis; a justification will be provided later.

To constrain the parameters α , β and f that define the companion distribution, we used the *emcee* (Foreman-Mackey et al., 2013) Python implementation of the affine-invariant MCMC ensemble sampler of Goodman & Weare (2010). The MCMC sampler iteratively generates, for each of several random walkers, a sequence of samples for the three parameters in our model. We used uniform priors on all parameters (in log scale for f) and we defined the starting parameter values for the walkers to be drawn randomly from a uniform distribution between -3 and 1 for $\log f$, between -4.9 and 4.9 for α , and between -4.9 and 4.9 for β . We discarded the first 25% of the steps as the burn-in phase and considered that remaining of the samples was representative of the posterior densities. The likelihood function is computed at each iteration, for each set of parameters. At each step, the sampler tries to move the walkers randomly in the parameter space: if the new set of parameters corresponds to a higher probability density part of the posterior distribution, then the move is accepted, otherwise, the new set can be accepted or rejected depending on the trial positions. The sampler thus mostly probes higher probability region of the parameter space and the final output samples are representative of the posterior distributions for each parameter of the model.

Figure 3.5 shows the results for 200 walkers and 1000 steps. The results indicate that $\alpha = -0.08_{-0.63}^{+0.75}$, $\beta = -1.41_{-0.24}^{+0.22}$ and $f = 0.12_{-0.06}^{+0.11}$, where the uncertainty corresponds to 68% confidence intervals. This indicates an increased planet occurrence for smaller semi-major axes, while the planet mass distribution shows a marginal decrease with mass. The parameters α and β show no correlation between each others.

Results from RV surveys have shown that the host star mass is correlated with the presence of planets (Johnson et al., 2010). In the case of planets on wide orbits, there seems to be no significant trend in planet frequency with host mass (Bowler, 2016) or a moderate trend (Lannier et al., 2016) that would indicate that planets on wide orbits may be more common around more massive stars. To investigate this, we added a dependence on the host star mass in the distribution of planets. The planet distribution then becomes,

$$d^2n = f \frac{\alpha\beta}{C} \left(\frac{M_\star}{M_\odot} \right)^\gamma M^\alpha a^\beta dM da. \quad (3.3.15)$$

The mass of each star in the sample was estimated from either its spectral type or its J -band absolute magnitude. For stars with spectral types from late-B to late-K, we used the evolution models of Siess et al. (2000) to estimate the mass from the spectral type and the age. For stars with spectral types of M0 or later, we used models from Baraffe et al. (2015) to estimate the mass from the J -band magnitude and the age. The masses for the earlier-type stars (<late-B) were taken from Lafrenière et al. (2014), where they were estimated using the evolution models of Schaller et al. (1992). Lastly, the mass of HIP 100751 was taken from David & Hillenbrand (2015).

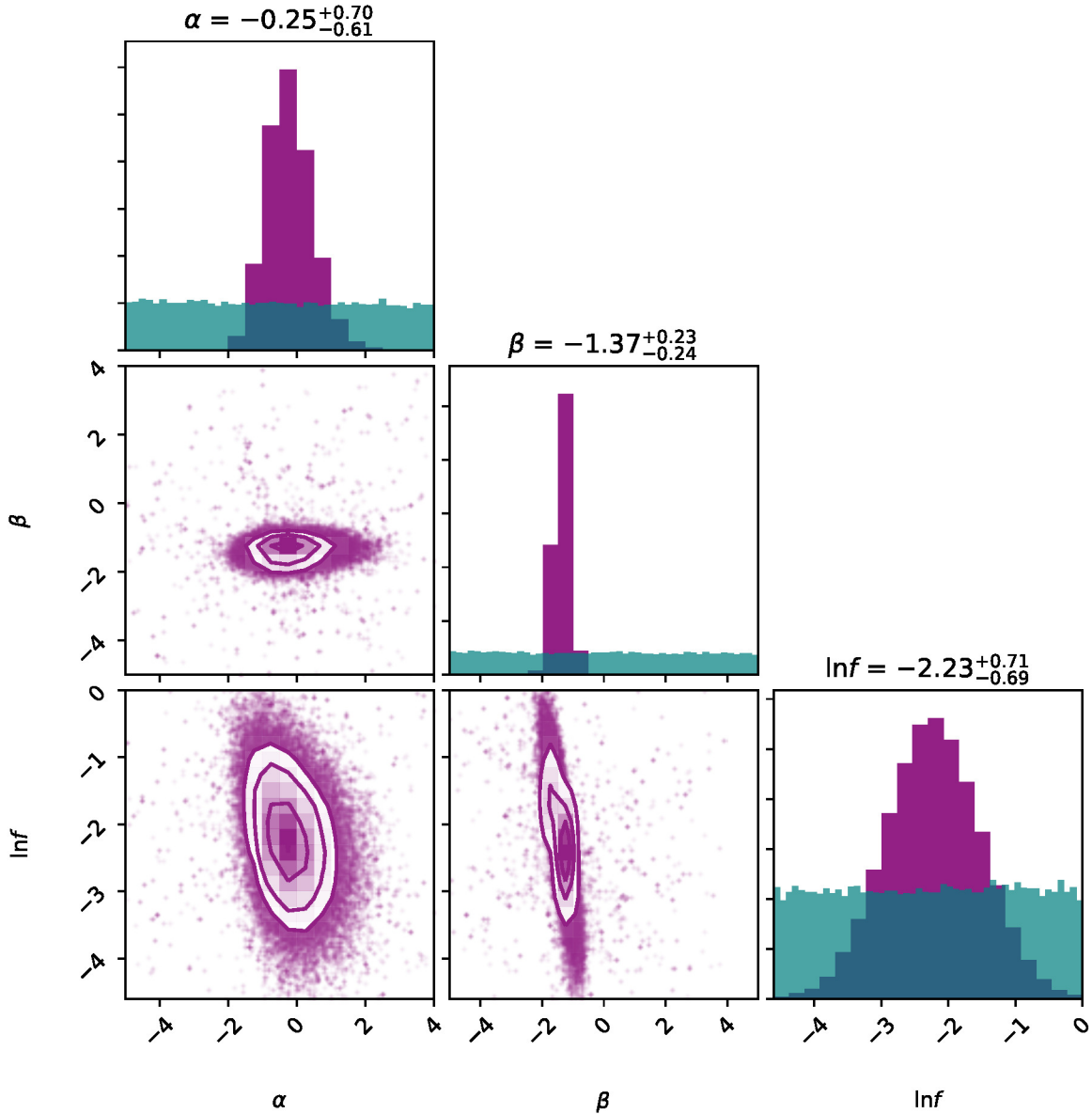


Fig. 3.5 Results of the MCMC simulations for all the stars of the sample. The histogram represent the marginalized posterior probability distributions for our three parameters : α , β and f . Correlations plots for the parameters are also shown, with the solid contour lines corresponding to regions containing 68%, 95% and 99% of the posterior. We use 200 walkers with 1000 steps. Here, purples are highest and whites are lowest values of the likelihoods. The posterior distributions of the priors are also shown in teal in the histograms, for reference.

This new model has four parameters. In our MCMC, we used the same initial ranges for our walkers for the three parameters we had previously, and for γ we used random values in the range -4.9 to 4.9 . We used uniform priors on all parameters, 200 walkers and 1000 steps. The results are shown on Figure 3.6. No correlation is seen between α and β , γ and

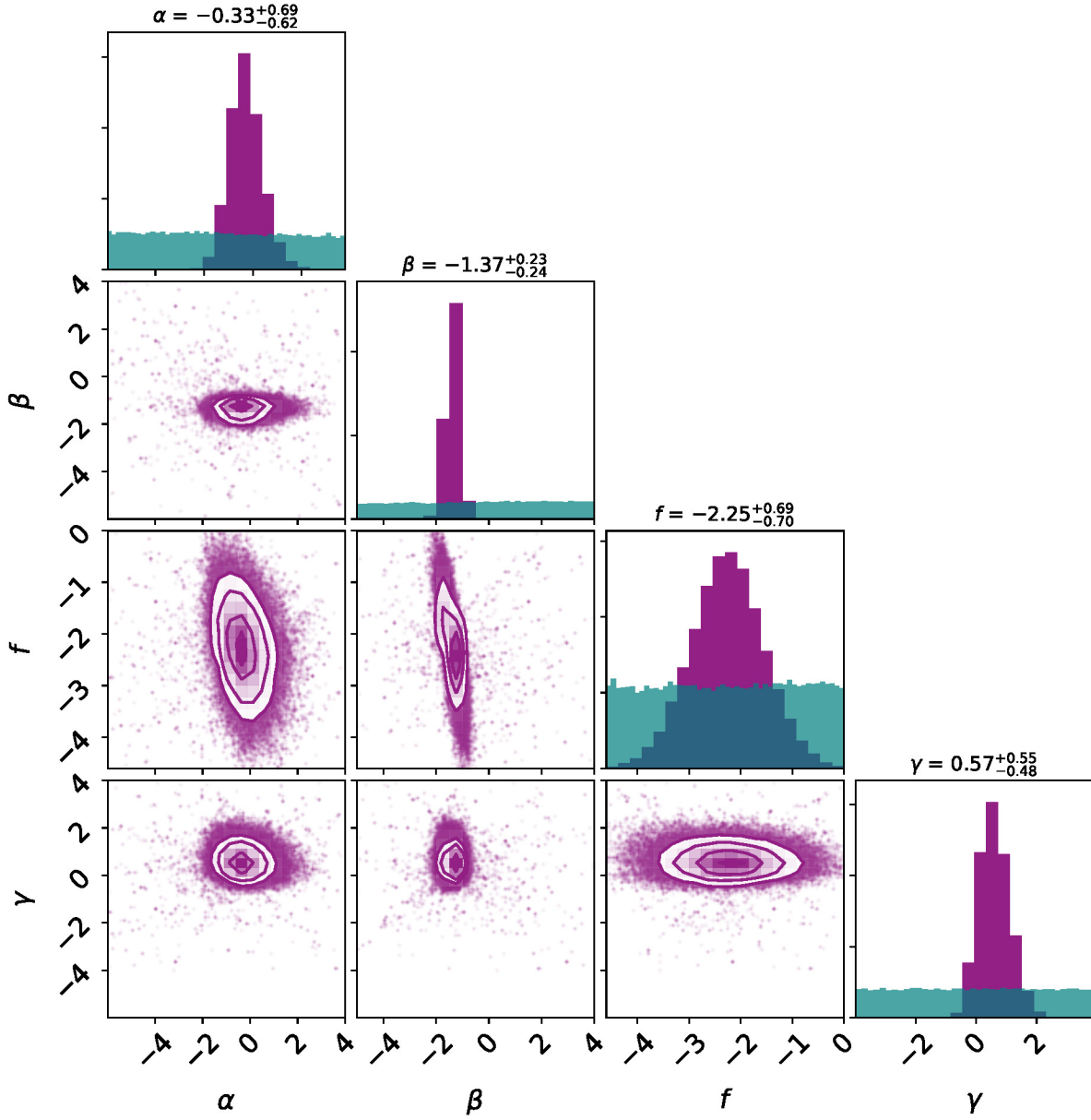


Fig. 3.6 Same as Figure 3.5 but with 4 parameters and using distribution of planets from Equation 3.3.15.

β or α and γ . However, the frequency f is correlated to all other parameters. Our results indicate that the best parameter values are $\alpha = -0.18^{+0.77}_{-0.65}$, $\beta = -1.43^{+0.23}_{-0.24}$, $\gamma = 0.62^{+0.56}_{-0.50}$ and $f = 0.11^{+0.11}_{-0.05}$. The values for α , β and f are consistent within uncertainties to the values obtained with the previous models. The added parameter γ shows that the number of planets is correlated with the host star mass, such that massive stars host more planets in the separation and mass domains considered here.

As mentioned above, in this section we considered the full range from 5–5000 au instead of the 20–5000 range used in section 3.3.1. To verify our choice of orbital separation range, we repeated the calculations in this section but over the 20–5000 au range, and in the case where the distribution is described by Equation 3.3.6, we obtained $\alpha = -0.10_{-0.65}^{+0.75}$, $\beta = -1.58_{-0.26}^{+0.29}$ and $f = 0.23_{-0.15}^{+0.35}$. Thus, both semi-major axis intervals favor similar alpha and beta, but the overall planet frequency is significantly higher and has much larger uncertainties for the 20-5000 AU interval (although both agree within uncertainties). The higher uncertainty on the frequency for the 20–5000 au range can be understood on the basis of the favored slope of the semi-major axes distribution, which puts much more planets on shorter orbits. The effect of a change in planet frequency is thus more pronounced at the shortest separations, and neglecting the observational information that we have in the 5-20 au interval, even if incomplete, has a big impact on the frequency uncertainty. For the analyses in this section, we decided to keep the range that provides the lowest uncertainties, namely the 5—5000AU interval.

3.3.3. Comparison with cold-start models

The analysis described in the earlier sections uses hot-start models. However, it is possible that planets on wide orbits formed through a cold-start. For planets at more than hundreds of au separations, this would likely mean that they formed in the disk at smaller separations and migrated out. In the cold-start models, an accretion shock is created by free-falling gas onto the protoplanet, which irradiates the gravitational potential energy away from the core. This leaves newly-formed planets with low entropies and luminosities. Young massive planets are much fainter in cold-start models than in hot-start models. This effect is particularly important for young objects as the luminosity for both hot and cold-start models is similar at 200 Myr and beyond, as the initial conditions effects are washed away by evolution.

To investigate the impact that a cold-start formation would have on our results, we did one more analysis similar to those presented in Section 3.3.1 but this time we used cold-start models from Fortney et al. (2008). The Fortney et al. (2008) models give T_{eff} and R for given masses as a function of age. To use these models for our purpose, we first had to interpolate the given values at the ages of the stars in our sample and on our grid of masses; because the models were available only up to $10 M_{\text{Jup}}$, we linearly extrapolated the models from 10 to $20 M_{\text{Jup}}$ to complete our grid, neglecting luminosity bursts due to deuterium burning for objects more massive than $13 M_{\text{Jup}}$, and we calculated synthetic magnitudes for all filters used in our study. To do so, we used synthetic spectra from the BT-Settl atmospheric models, scaled to the luminosity of the models, in combination with the appropriate filter response functions. The synthetic spectra are only available for $\log g = 4$ and effective temperatures ranging from 400 to 600 K; when the surface gravity of the models was below 4, we used a synthetic spectrum with $\log g = 4$. Furthermore, the cold-start models yield planets with

effective temperatures in the range 170–560 K, extending much below the lowest temperature (400 K) of the synthetic spectra. The effective temperatures of the cold-start models in the range 400–600 K were thus interpolated into the atmospheric grid at temperatures of 400, 500 or 600 K, effective temperatures in 350–400 K were extrapolated, while temperatures below 350 K were considered too cold to be detected. We were then able to calculate cold-start contrast maps for each star. The completeness maps for the cold-start models are not as good as for the hot-start models, since companions of mass 1–20 M_{Jup} are much fainter in the former models. Indeed, a 10 M_{Jup} can be five magnitudes fainter in cold-start models than in hot-start models. Still, with the cold-start completeness maps, we inferred the frequency of companions of masses between 1 and 20 M_{Jup} , and separations of 5–5000 au as we did previously in Section 3.3.1. In the case of the cold-start models, the set $\{d_k\}$ is 0 for all targets, as all detected companions would be more massive than 20 M_{Jup} according to those models. We obtained an upper limit of 5.2%, at 95% confidence level, for companions with masses in 1–20 M_{Jup} and separation in the 5–5000 au range, which is only slightly higher than the companion frequency inferred from hot-start models.

3.4. Discussion

The frequency of Jupiter-like planets has been evaluated many times before from surveys made with other techniques than direct imaging. One study often quoted is that by [Cumming et al. \(2008\)](#) mentioned in the introduction. Based on 8 years of precise radial velocity measurements from the Keck Planet Search, they inferred that 10.5% of solar type stars have a companion with a mass of 0.3–10 M_{Jup} and a semi-major axis below 3 au. Similarly, based on the results of the HARPS planet search, [Mayor et al. \(2011\)](#) found that $9.7 \pm 1.3\%$ of stars host a gas giant ($>0.3 M_{\text{Jup}}$) with a semi-major axis <4.6 au. Taken at face values and in comparison with the RV results, our results indicate that giant planets are less frequent above 5 au than below, even when summing the planet population all the way up to 5000 au. One possible caveat here is that our imaging survey has very little sensitivity to planets below 1–2 M_{Jup} , and thus that a population low-mass giant planets may be unaccounted for in our results.

Estimates of giant planet occurrence were also derived from microlensing surveys. Based on the OGLE survey follow-up by the PLANET collaboration, [Cassan et al. \(2012\)](#) find that $17^{+6}_{-9}\%$ of stars host massive planets (0.3 – 10 M_{Jup}) with a semi-major axis between 0.5 and 10 au. This frequency is marginally higher than the one we infer here from direct imaging surveys, $2.61^{+6.97}_{-1.00}\%$ for the 20–5000 au range. If we assume that about 10% of the microlensing survey results is accounted for by planets below 5 au, per the above RV results, then the remainder would be in very good agreement with our results. In turn, this would indicate that within our range of sensitivity most of the planets at the larger separations

would be located toward the small semi-major axes, which is indeed as we observed in our sample.

Another caveat to our results is that our mass determinations are indirect, relying on mostly uncalibrated evolution models. If young giant planets are much fainter than expected by hot-start models, then possibly much more than currently estimated could have been missed by the observations, leading to an underestimate of giant planet occurrence at large separations. Our results based on the cold-start models suggest that this is however not the case. Giant planets thus seem to be less frequent at large separations than small separations even when applying cold-start models. Another caveat to our results is that our mass determinations are indirect, relying on mostly uncalibrated evolution models. If young giant planets are much fainter than expected by hot-start models, then possibly much more than currently estimated could have been missed by the observations, leading to an underestimate of giant planet occurrence at large separations. Our results based on the cold-start models suggest that this is however not the case. Giant planets thus seem to be less frequent at large separations than small separations even when applying cold-start models.

It has often been assumed that the companion mass and semi-major axis distribution of the radial velocity planets can be extrapolated for planets onto larger orbits, at least up to some point. Converting the [Cumming et al. \(2008\)](#) period distribution mentioned in the introduction into a semi-major axis power-law distribution, in line with eq. 3.3.6, yields a value of $\beta = -0.69 \pm 0.15$. This means that giant planets on short orbits are more common than on wide orbits. Our value for β of $-1.43^{+0.23}_{-0.24}$, which is significantly different from that of [Cumming et al. \(2008\)](#), possibly hints that the more massive planets (several M_{Jup} or more) on orbits $\gg 5$ au probed here are part of a different population than the less massive RV planets at 3 au.

Figure 3.7 compares the slopes of various power-law distributions in planet semi-major axes found in the literature. The slopes obtained in this work are shown in pink and are compared with the slopes from RV planets distribution from [Cumming et al. \(2008\)](#) in black and [Fernandes et al. \(2018\)](#) (asymmetrical distribution) in blue. The direct imaging distribution of brown dwarfs from [Brandt et al. \(2014\)](#) is drawn in orange. While the slope from [Cumming et al. \(2008\)](#) is not consistent with the one we measure, as noted earlier, the slope from [Fernandes et al. \(2018\)](#) at separations greater than the snow line is marginally consistent. The slope reported by [Brandt et al. \(2014\)](#) for more massive, 5–70 M_{Jup} , companions is also marginally consistent with ours. Overall, we measure a sharp decrease with semi-major axis, which is broadly consistent with the distribution of planets with a semi-major axis greater than 3 au seen with RV and with brown dwarfs companions to main-sequence stars.

Figure 3.8 compare the slopes of various power-law distributions in mass. Our results, shown in pink, are in good agreement with the slope of the mass distribution of brown dwarf

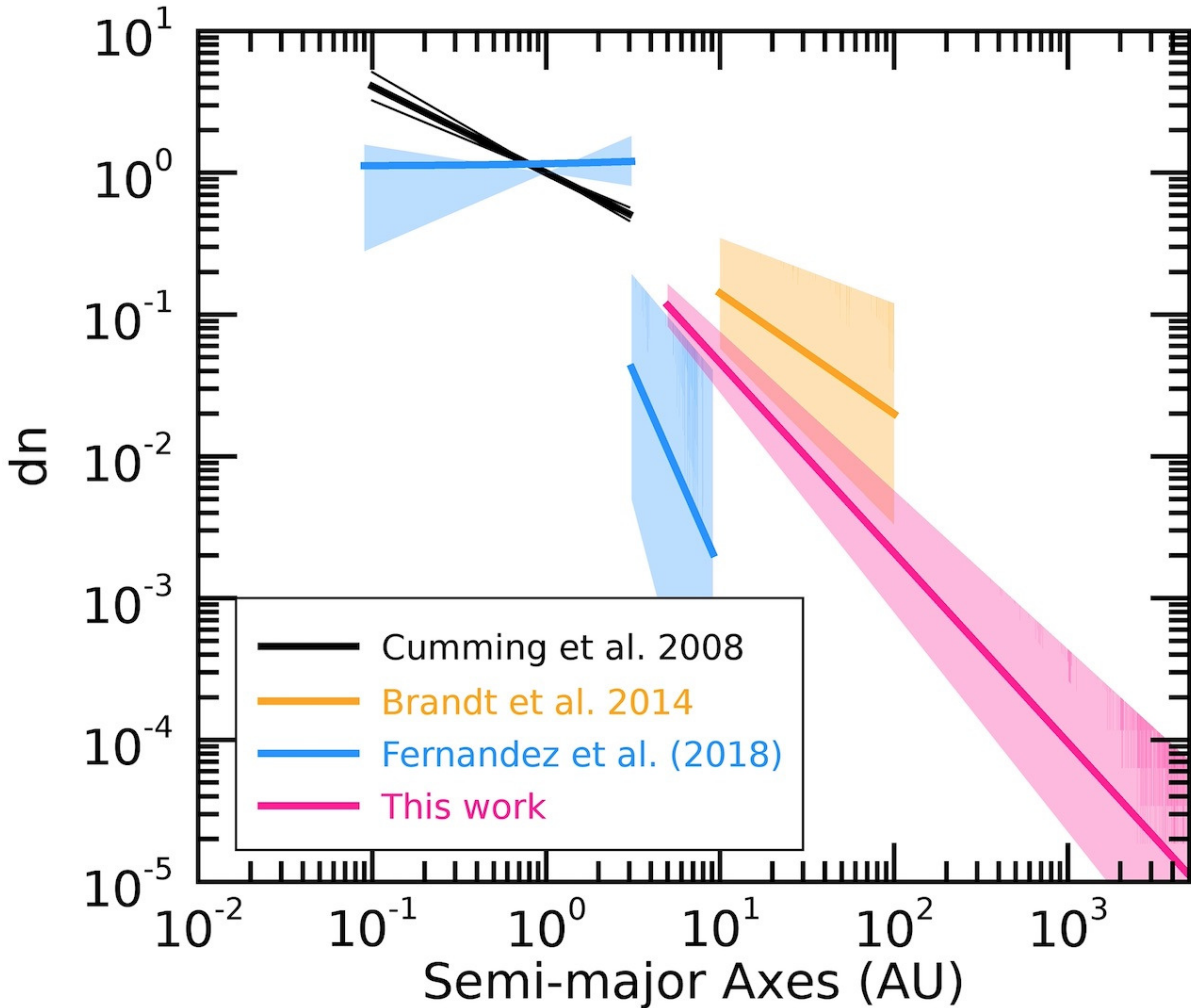


Fig. 3.7 Comparison of the slopes of various power-law semi-major axis distributions of companions ($dn = a^\beta$). The RV distribution of planets from Cumming et al. (2008) is shown in black. The broken power law distribution of transiting and RV planets from Fernandez et al. (2018) is drawn in blue; the turnover point is at 3 au. The direct imaging distribution of brown dwarfs from Brandt et al. (2014) is drawn in orange. Only the slopes are depicted here, and all curves are normalized at a semi-major axis of 1 au.

companions from Metchev & Hillenbrand (2009) in green and Brandt et al. (2014) in orange. They also agree with the slope for stellar companions at larger separations from Duchêne & Kraus (2013), shown in navy blue. However, it is not in agreement with the slopes of the distributions of RV planets from Cumming et al. (2008) in black and Fernandez et al. (2018) in blue. This may suggest that our survey is probing the low-mass tail of the brown dwarfs and stellar companion distribution rather than the continuation of the distribution of planets observed at smaller semi-major axes. Vigan et al. (2017) compiled 12 direct imaging surveys and compared the results to models based on the gravitational instability

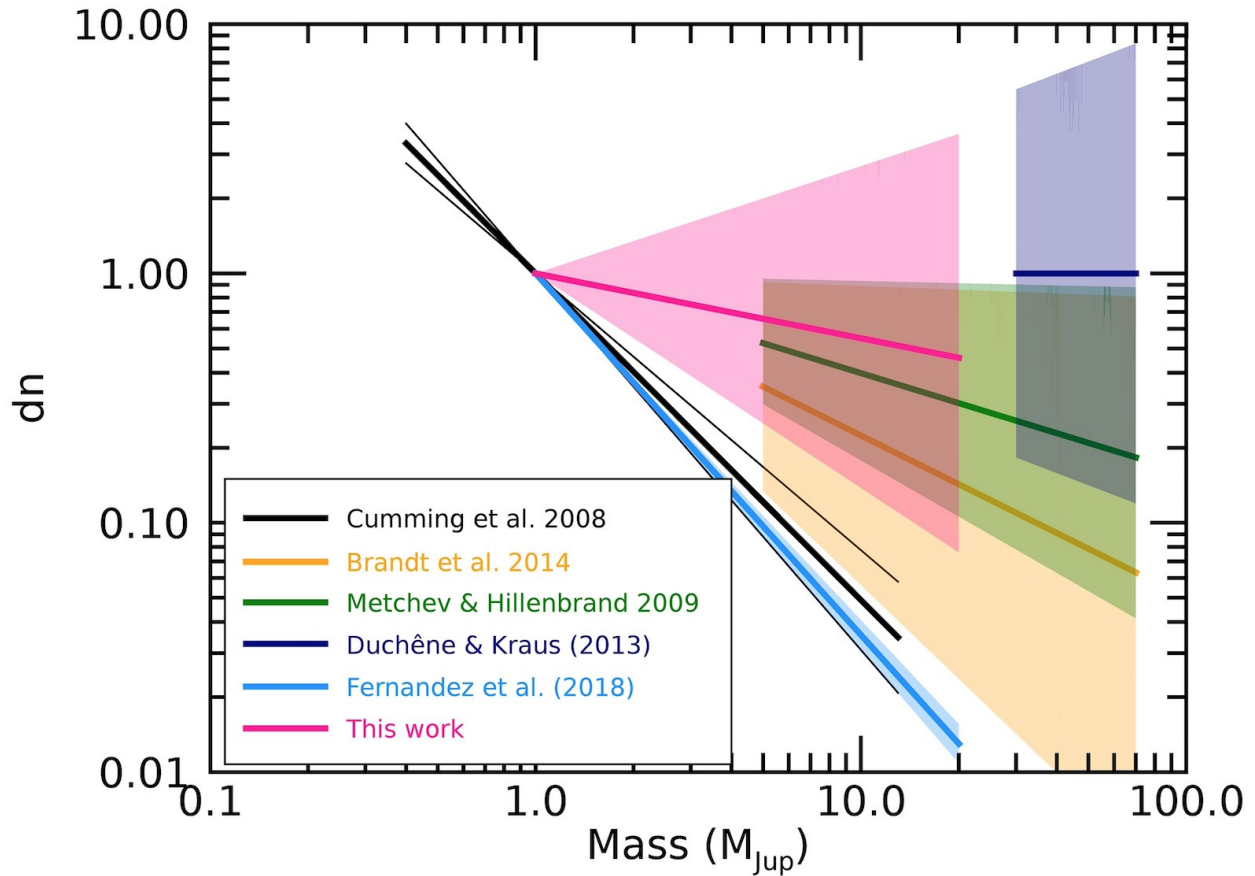


Fig. 3.8 Comparison of the slopes of various power-law mass distributions of companions ($dn = M^\alpha$). The RV distribution of planets from Cumming et al. (2008) is shown in black and in blue for Fernandez et al. (2018). The direct imaging distribution of brown dwarfs from Metchev & Hillenbrand (2009) is drawn in green and in orange from Brandt et al. (2014). The distribution of stellar companions from Duchêne & Kraus (2013) is shown in navy blue. The distribution of companions from this work is drawn in pink. The slope our distribution is consistent with slopes from the distribution of brown dwarfs or stellar companions. Only the slopes are depicted here, and all curves are normalized at a mass of $1 M_{\text{Jup}}$.

formation scenario from Forgan & Rice (2013). In that study they showed that, assuming that companions form by the gravitational instability process, the models predict that the occurrence of companions increases with separation between 1 and 20 au but decreases slowly with separation beyond. This change in the distribution with semi-major axis might be an evidence for a change of populations where the closer planets would be a population of non-scattered planets while the planets on wide orbits would be coming from a population of scattered planets. Qualitatively, our results at large separations agree with the simulations as we find a number of companions that decreases with semi-major axes. However, our slope is steeper than the slopes presented in Vigan et al. (2017).

Surveys focusing on probing the binary fraction of stars of all spectral types tend to show that the binaries with a low-mass component decline in number and have closer separations (Raghavan et al., 2010). Also, binary fraction decrease with decreasing mass (Chabrier et al., 2005; Fontanive et al., 2018). Those results are consistent with our work, as our results show that companions are more frequent for more massive host stars.

3.5. Conclusions

We used an MCMC analysis to put constraints on the distribution of 1–20 M_{Jup} companions at separations of 5–5000 au from a compilation of direct imaging surveys using the DIVA archives, a survey of Upper Scorpius, the PSYM-WIDE survey and the WEIRD survey. We used a distribution of planets in the form of a power-law in mass and semi-major axis of planets and host star mass. In general, we found that the occurrence of planets increases with smaller planet masses, closer orbits, and around more massive stars. Moreover, our constraints on the mass distribution shows that it is in better agreement with the mass distribution of brown dwarfs and stellar companions than it is with the distribution of planetary companions found by radial velocity at smaller separations.

The constraints on the distribution of companions found in this work depend on and are limited by the number of planets that the sample holds. In particular, while a wide range of semi-major axis is covered by the seven planets, the range in mass is rather narrow, as all the planets have very similar masses. This prevents us from reaching strong constraints on the α parameter controlling the power-law distribution in planet mass. Thus, the search for planets using direct imaging should continue, to uncover a larger and more diverse sample of planets enabling to better constrain their distribution.

In this work, we have chosen to fit our sample with a single power-law distribution. The next step in this project would be to use different distributions, for example a broken power-law in planet mass. This particular distribution would be motivated for instance by the work from Santos et al. (2017) who have found evidence of a change in the population of giant planets at 4 M_{Jup} . They suggest that the lower-mass planets are formed by the core accretion process, while the more massive planets are mainly formed through the gravitational instability scenario, with an overlap of the two processes at 4 M_{Jup} . Also, Reggiani et al. (2016) suggested a superposition of two different populations to explain their null results from direct imaging. They coupled the brown dwarf companion distribution to the planet companion distribution truncated at about 100 au. This new distribution has a minimum for companion masses in 10–50 M_{Jup} , which can explain the lack of objects in this range of masses without having to introduce another formation process for brown dwarfs. This is another distribution that could be investigated with our sample, or preferably, with an expanded sample containing more detected companions and spanning a wider range of companion masses.

Acknowledgments

The authors 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 Astrophysics Data System Bibliographic Services, the VizieR catalog access tool, and the SIMBAD database operated at CDS, Strasbourg, France.

This research has made use of the Direct Imaging Virtual Archive (DIVA), operated at CeSAM/LAM, Marseille, France.

This work has made use of data from the European Space Agency (ESA) mission *Gaia* (<https://www.cosmos.esa.int/gaia>), processed by the *Gaia* Data Processing and Analysis Consortium (DPAC, <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium>). Funding for the DPAC has been provided by national institutions, in particular the institutions participating in the *Gaia* Multilateral Agreement.

Table 3. IV. Properties of the sample of bona fide members

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	$\mu_{\alpha\cos\delta}$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Association	Distance (pc)	Masses (M_{\odot})	Surveys
HIP 490	00 05 52.54	-41 45 11.0	G0V	97.53±0.38	-76.27±0.44	THA	39.385±0.915	1.53	3
HD 203	00 06 50.08	-23 06 27.1	F2 IV	96.77±0.13	-47.12±0.06	BPIC	39.960±0.099	1.33	3
HIP 1113	00 13 53.01	-74 41 17.8	G8V	83.53±0.78	-47.89±0.75	THA	44.404±1.616	1.18	3
HD 984	00 14 10.25	-07 11 56.8	F5 V	104.53±0.15	-67.91±0.06	COL	45.911±0.118	1.00	3
2MASS J00172353-6645124	00 17 23.53	-66 45 12.4	M2.5	102.90±1.00	-15.00±1.00	ABD	51.241±0.120	1.56	10
V* PW And	00 18 20.89	30 57 22.1	K0Ve	143.19±0.09	-171.11±0.06	ABD	29.450±0.133	0.80	12
HIP 1481	00 18 26.12	-63 28 38.9	F8	90.06±0.05	-59.18±0.05	THA	42.970±0.055	2.00	11
HIP 1910 AB	00 24 08.98	-62 11 04.3	M0 V e	90.34±0.95	-45.14±0.94	THA	44.230±1.066	2.06	9
HIP 1993	00 25 14.66	-61 30 48.2	M0 V e	87.92±0.04	-56.16±0.04	THA	44.163±0.056	0.37	7
GJ 2006 A	00 27 50.23	-32 33 06.4	M3.5V	117.40±2.80	-29.30±8.10	BPIC	32.289±1.834	1.33	2
HIP2484	00 31 32.67	-62 57 29.6	A2V	83.64±0.19	-54.82±0.18	THA	41.407±0.342	0.27	7
bet03 Tuc	00 32 43.90	-63 01 53.4	A0 V	86.41±0.21	-50.35±0.21	THA	45.901±0.280	1.16	3
2MASS J00325584-4405058	00 32 55.84	-44 05 05.8	L0 γ	128.30±3.40	-93.60±3.00	BPIC	28.335±0.037	1.23	2
HIP 2729	00 34 51.20	-61 54 58.1	K5 V e	88.69±0.04	-52.66±0.03	THA	44.497±0.049	0.25	12
2MASS J00374306-5846229	00 37 43.06	-58 46 22.9	L0 γ	57.00±10.00	17.00±5.00	BPIC	75.573±0.185	1.31	3
HIP 3556	00 45 28.15	-51 37 33.9	M3	99.23±0.09	-58.58±0.08	THA	41.160±0.105	2.20	2
HIP 3589	00 45 50.89	54 58 40.2	F8V	96.81±0.65	-74.17±0.53	ABD	52.521±2.455	1.20	2
HIP 4448 A	00 56 55.46	-51 52 31.8	K3 V e	96.24±0.34	10.75±0.29	ARG	37.071±0.274	0.49	12
G132-51 B	01 03 42.11	+40 51 15.8	M2.6V	132.00±5.00	-164.00±5.00	ABD	29.940±1.972	1.16	3
HD 6569 AB	01 06 26.15	-14 17 47.1	K1 V	99.92±0.08	-94.62±0.05	ABD	45.433±0.090	0.80	12
2MASS J01112542+1526214	01 11 25.42	15 26 21.5	M5V	180.00±2.00	-120.00±5.00	BPIC	21.800±0.798	1.10	2
2MASS J01123504+1703557	01 12 35.04	17 03 55.7	M3	92.00±1.00	-98.40±1.00	BPIC	46.274±0.184	1.51	3,13
HIP 6276	01 20 32.26	-11 28 03.7	G0 V	111.43±0.09	-136.88±0.06	ABD	35.331±0.059	1.60	3
2MASS J01220441-3337036	01 22 04.41	-33 37 03.6	K7	105.30±1.20	-58.30±1.00	BPIC	109.625±0.997	0.93	1
2MUCD 13056	01 23 11.26	-69 21 38.0	M7.5V	77.40±2.40	-25.40±9.00	THA	46.296±7.073	1.06	3
HIP 6485	01 23 21.25	-57 28 50.6	G6 V	92.79±0.04	-36.08±0.03	THA	45.314±0.053	1.16	3
G269-153	01 24 27.68	-33 55 08.6	M4:3V	178.00±20.00	-110.00±20.00	ABD	25.125±1.010	0.32	12
HIP 6856	01 28 08.65	-52 38 19.1	K1 V	106.14±0.04	-42.98±0.04	THA	39.843±0.044	0.86	12
2MASS J01351393-0712517	01 35 13.92	-07 12 51.7	M4(sb2)	106.50±5.10	-60.70±5.10	BPIC	37.279±0.125	0.80	1,2,7,10,11
G271-110	01 36 55.17	-06 47 37.9	M3.5V	168.00±5.00	-105.00±5.00	BPIC	41.666±0.694	0.80	2
2MASS J01521830-5950168	01 52 18.30	-59 50 16.8	M2-3	109.20±1.80	-25.70±1.80	THA	24.883±0.093	1.95	10
HIP 9141 AB	01 57 48.97	-21 54 05.3	G3 V	103.56±0.09	-50.29±0.09	THA	41.411±0.092	1.43	2,10
HIP 9685	02 04 35.13	-54 52 54.0	F2 V	75.35±0.09	-25.86±0.07	THA	46.281±0.109	0.98	12
2MASS J02045317-5346162	02 04 53.17	-53 46 16.2	K5	95.10±2.90	-33.60±3.10	BPIC	101.081±0.378	0.20	12
2MASS J02070176-4406380	02 07 01.98	-44 06 44.4	M3.5(sb1)	94.90±1.30	-30.60±1.30	TWA	30.346±0.052	0.84	12

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Association	Distance (pc)	Masses (M_{\odot})	Surveys
HIP 9892	02 07 18.06	-53 11 56.5	G7V	86.06±0.58	-22.60±0.65	THA	50.942±1.660	0.89	12
HIP 9902	02 07 26.12	-59 40 45.9	F8 V	92.58±0.04	-18.26±0.04	THA	45.610±0.056	0.15	12
HIP 10272	02 12 15.41	23 57 29.5	K1V	125.44±1.45	-161.47±0.98	ABD	36.630±1.596	1.65	1,5,7
HD 14228 A	02 16 30.58	-51 30 43.7	B8 IV	90.23±0.49	-22.85±0.49	THA	46.095±0.724	1.04	12
* gam Tri	02 17 18.86	33 50 49.9	A1	45.35±0.70	-51.61±0.63	OCT	28.679±0.060	0.65	6
HIP 10679	02 17 24.74	28 44 30.4	G2V	80.15±4.38	-78.40±4.91	BPIC	27.337±4.356	1.23	6
2MASS J02215494-5412054	02 21 54.94	-54 12 05.4	M8 beta	136.00±10.00	-10.00±17.00	TWA	28.679±0.060	0.68	12
2MASS J02224418-6022476	02 22 44.18	-60 22 47.6	M4	137.40±1.70	-13.80±1.70	TWA	49.615±0.083	2.13	11
HIP 11152	02 23 26.64	22 44 06.7	M3V	92.43±3.05	-113.69±2.36	BPIC	28.686±2.337	0.16	12
HD 15115	02 26 16.24	06 17 33.1	F4 IV	88.03±0.07	-50.51±0.07	BPIC	49.002±0.100	0.01	12
HIP 11437	02 27 29.25	30 58 24.6	K8V	79.78±2.56	-70.02±1.73	BPIC	39.952±3.591	0.42	12
1RXS J022735.8+471021	02 27 37.26	47 10 04.5	M4.6V	119.00±5.00	-183.00±5.00	ABD	36.509±3.079	0.55	12
2MASS J02340093-6442068	02 34 00.92	-64 42 06.8	L0 γ	88.00±12.00	-15.00±12.00	TWA	48.213±0.134	0.74	12
HIP 12394	02 39 35.35	-68 16 01.0	B9 V	87.33±0.43	0.38±0.46	THA	47.357±0.538	0.27	12
V* s Eri	02 39 47.98	-42 53 30.0	A1 V	125.80±0.57	-11.61±0.62	COL	40.472±0.643	0.58	12
BD+05 378	02 41 25.88	05 59 18.4	K6 V e	79.12±0.09	-56.61±0.10	BPIC	44.436±0.154	0.01	12
V* AF Hor	02 41 47.31	-52 59 30.7	M2V	92.20±1.10	-4.20±1.50	THA	40.000±0.800	0.74	12
HIP 12635	02 42 20.95	38 37 21.5	K3.5V	75.73±2.49	-111.45±2.73	ABD	50.428±6.662	1.00	4,6
HIP 12925	02 46 14.61	+05 35 33.3	F8V	75.27±1.45	-44.78±0.83	THA	54.318±3.068	0.44	12
HIP 13027	02 47 27.24	19 22 18.5	G0V	117.91±0.89	-161.81±0.71	ABD	33.557±0.923	0.31	12
2MASS J02485260-3404246	02 48 52.60	-34 04 24.6	M4(sb1)	90.20±1.40	-23.70±1.40	BPIC	43.376±0.211	0.86	3
HIP 13209	02 49 59.03	27 15 37.8	B8V	66.81±0.24	-116.52±0.15	ABD	50.787±0.490	2.00	10,11
2MASS J02564708-6343027	02 56 47.08	-63 43 02.7	M4	67.40±2.20	8.30±5.60	BPIC	45.269±0.104	0.83	2
HIP 14551	03 07 50.85	-27 49 52.1	A5V	66.26±0.50	-19.09±0.49	THA	54.644±1.493	0.28	12
V* IS Eri	03 09 42.28	-09 34 46.5	G0 V	89.85±0.08	-112.54±0.07	ABD	38.705±0.065	0.06	12
HIP 14807	03 11 12.33	22 25 22.7	K6V	54.86±3.99	-134.25±3.87	ABD	40.160±2.064	1.18	3
HIP 14913	03 12 25.75	-44 25 10.8	A8V+F3V	81.63±0.55	-4.57±0.98	THA	42.498±1.119	0.29	12
HIP 15247	03 16 40.67	-03 31 48.9	F6 V	82.10±0.08	-49.08±0.08	THA	48.766±0.123	0.09	12
HIP 15353	03 17 59.07	-66 55 36.7	A3V	56.94±0.30	12.68±0.40	ABD	54.945±0.905	0.93	4,5,10
CD-35 1167	03 19 08.66	-35 07 00.3	K7V	89.20±2.80	-20.30±2.80	THA	45.289±0.738	0.13	12
CD-46 1064	03 30 49.09	-45 55 57.3	K3V	88.54±0.03	-4.95±0.04	THA	42.687±0.158	0.02	12
CD-44 1173	03 31 53.64	-25 36 50.9	A3 V	54.13±0.05	-15.17±0.06	COL	9.831±0.009	0.43	12
CD-441173	03 31 55.64	-43 59 13.5	K6V	90.90±1.90	-5.00±1.90	THA	45.248±0.614	2.00	11
V577 Per	03 33 13.49	46 15 26.5	G5V	68.46±0.96	-176.81±0.76	ABD	34.387±1.206	1.50	10,11
2MASS J03350208+2342356	03 35 02.08	23 42 35.6	M8.5	54.00±10.00	-56.00±10.00	BPIC	51.209±0.404	0.80	12

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Association	Distance (pc)	Masses (M_{\odot})	Surveys
HIP 16853	03 36 53.40	-49 57 28.9	G2V	89.74±0.75	0.29±0.84	THA	43.346±1.371	0.44	12
HIP 17248	03 41 37.24	55 13 06.8	M0.5V	96.17±2.49	-117.69±2.26	COL	35.211±2.702	1.15	3
HIP 17695	03 47 23.43	-01 58 19.9	M2.5V	185.53±3.77	-273.48±3.95	ABD	16.129±0.749	0.01	12
HIP 17764	03 48 11.47	-74 41 38.8	F3V	63.46±0.39	24.86±0.49	THA	54.054±1.168	0.11	12
HIP 17782	03 48 23.00	52 02 16.3	G8V	61.87±1.98	-70.99±1.67	THA	51.679±4.326	1.25	3
HIP 17797	03 48 35.88	-37 37 12.5	A1V	74.44±0.71	-9.09±0.87	THA	50.735±2.213	0.89	1,2
HD 25284	04 00 03.83	-29 02 16.4	K4.6	72.52±0.18	-12.47±0.17	THA	9.831±0.009	0.80	12
HIP 18714	04 00 31.99	-41 44 54.4	G3V	69.46±0.81	-7.00±0.85	THA	48.496±1.669	0.91	12
HD 25457	04 02 36.74	00 -16 08.1	F5 V	149.18±0.19	-251.67±0.08	ABD	18.771±0.040	1.00	1,2
HD 25953	04 06 41.53	01 41 02.0	F5 V	36.46±0.08	-94.67±0.05	ABD	56.963±0.146	0.36	12
2MASS J04082685-7844471	04 08 26.85	-78 44 47.1	M0	54.70±1.40	42.10±1.40	BPIC	32.226±0.093	2.20	10
2MASS J04091413-4008019	04 09 14.13	-40 08 01.9	M3.5	45.90±1.70	7.20±1.70	BPIC	24.245±0.029	1.00	2
1RXS J041417.0-090650	04 14 17.30	-09 06 54.4	M4.3V	96.00±10.00	-138.00±10.00	ABD	23.809±1.417	0.00	12
HIP 19775	04 14 22.56	-38 19 01.5	G3 V	40.04±0.03	2.18±0.04	COL	18.128±0.020	0.76	12
2MASS J04213904-7233562	04 21 39.04	-72 33 56.2	M2.5	62.20±1.30	26.60±1.30	BPIC	44.348±0.097	1.00	3
2MASS J04363294-7851021	04 36 32.94	-78 51 02.1	M4	33.00±3.00	47.00±2.70	BPIC	33.952±0.466	1.53	9
51 Eri	04 37 36.13	-02 28 24.7	F0 V	44.35±0.22	-63.83±0.17	BPIC	29.782±0.119	1.12	3
GJ 3305 AB	04 37 37.46	-02 29 28.4	M0 V e	59.58±0.71	-52.41±0.61	BPIC	40.490±0.128	0.68	2,5
HIP 21632	04 38 43.94	-27 02 01.8	G3 V	56.14±0.04	-10.87±0.04	THA	54.510±0.083	1.10	3
2MASS J04402325-0530082	04 40 23.25	-05 30 08.2	M7	320.40±10.60	126.80±7.30	BPIC	37.835±0.399	0.86	5
HIP 21965	04 43 17.20	-23 37 42.0	F2 V	48.71±0.68	1.25±0.70	THA	67.585±1.539	0.86	3
2MASS J04433761+0002051	04 43 37.60	00 02 05.1	M9 γ	28.00±14.00	-99.00±14.00	BPIC	28.218±0.030	0.21	2
2MASS J04440099-6624036	04 44 00.96	-66 24 07.5	M0.5	51.60±2.60	33.30±2.60	BPIC	46.048±0.049	0.41	6,7
HD 30422	04 46 25.74	-28 05 14.8	A3	-5.10±0.06	17.52±0.07	OCT	23.658±0.044	0.94	2
HIP 22226	04 46 49.52	-26 18 08.8	F3 V	33.61±0.06	-5.13±0.07	COL	44.677±0.098	0.65	2
2MASS J04480066-5041255	04 48 00.66	-50 41 25.5	K7	53.10±2.10	15.70±2.30	BPIC	45.386±0.085	0.20	7
HIP 22295	04 48 05.17	-80 46 45.3	F7V	46.66±0.49	41.30±0.56	THA	61.012±1.898	0.89	7
2MASS J04533054-5551318	04 53 31.19	-55 51 37.2	M3Ve+M3Ve	134.53±2.39	72.68±2.03	BPIC	11.095±0.003	0.66	2
2MASS J04571728-06215648	04 57 17.28	-06 21 56.4	M0.5	22.90±1.90	-99.10±2.50	BPIC	48.051±1.647	0.83	1,2
HIP 23179	04 59 15.43	37 53 25.1	A1V	46.35±0.63	-97.80±0.41	COL	52.273±2.158	1.23	10
HIP 23362	04 59 15.43	37 53 25.1	A1V	46.35±0.63	-97.80±0.41	COL	52.273±2.158	1.12	1,2
V* V1005 Ori	04 59 34.83	01 47 00.6	M0 V e	39.23±0.06	-95.05±0.29	BPIC	24.401±0.020	1.45	9
CD-57 1054	05 00 47.12	-57 15 25.4	M0.5 e	35.19±0.04	74.13±0.05	BPIC	26.900±0.020	0.94	1,2
HIP 23316	05 00 51.86	-41 01 06.7	G5 V	31.52±0.03	10.22±0.05	COL	36.805±0.047	0.44	12
HIP 23418	05 01 58.79	09 58 59.3	M3V	12.09±9.92	-74.41±5.71	BPIC	24.888±1.282	1.10	2,7

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Association	Distance (pc)	Masses (M_{\odot})	Surveys
GJ3331	05 06 49.91	-21 35 09.1	M1V	34.20±1.20	-33.80±2.10	BPIC	19.193±0.515	0.58	6
V* AS Col	05 20 38.04	-39 45 17.7	F6 V	38.67±0.05	12.90±0.07	COL	47.662±0.072	1.43	2,10
2MASS J05241317-2104427	05 24 13.17	-21 04 42.7	M4	33.30±2.50	-17.10±2.20	BPIC	28.335±0.037	1.80	1,2,7,10,11,14
HD 35650 AB	05 24 30.16	-38 58 10.7	K6 e	43.02±0.04	-57.33±0.05	ABD	17.479±0.008	1.11	2,7
CD-43 1846	05 26 22.96	-43 22 36.2	G0	20.36±0.04	10.90±0.05	COL	42.004±0.206	1.18	1
V* AF Lep	05 27 04.76	-11 54 03.4	F7	17.05±0.04	-49.31±0.04	BPIC	26.877±0.018	4.50	10
AB Dor Bab	05 28 44.46	-65 26 46.3	M5 V e	66.36±0.15	125.89±0.18	ABD	14.919±0.020	1.40	9,10
AB Dor Aab	05 28 44.84	-65 26 54.9	K2 V	29.15±0.25	164.42±0.29	ABD	59.953±0.323	2.20	2
2MASS J05332558-5117131	05 33 25.58	-51 17 13.1	K7	43.80±2.10	25.10±2.10	BPIC	43.923±0.044	1.43	3,10,11
2MASS J05335981-0221325	05 33 59.81	-02 21 32.5	M3	12.30±1.20	-61.30±2.40	BPIC	69.642±0.194	1.53	9,10
HD 37286	05 36 10.29	-28 42 28.8	A2 III-IV	25.32±0.05	-3.08±0.07	COL	58.896±0.152	1.30	2,9
HIP 26369	05 36 55.10	-47 57 48.1	K6V	24.05±2.62	13.08±1.82	ABD	25.634±4.823	0.53	1,5,7
UY Pic	05 36 56.85	-47 57 52.8	K0 V	22.97±0.04	-1.13±0.05	ABD	69.642±0.194	1.03	2
HD 37484	05 37 39.62	-28 37 34.6	F3	24.08±0.03	-3.10±0.04	COL	59.112±0.083	1.36	2,10
2MASS J05395494-1307598	05 39 54.94	-13 07 59.8	M3	20.30±4.80	-11.70±5.40	BPIC	69.642±0.194	1.50	2
HIP 26966	05 43 21.66	-18 33 26.9	A0 V	19.35±0.10	-13.75±0.12	COL	49.380±0.248	3.50	3,10
HIP 26990	05 43 35.80	-39 55 24.6	G0V	25.82±0.32	15.08±0.52	COL	55.370±1.379	1.86	10
Beta Pic	05 47 17.08	-51 03 59.4	A6 V	2.49±0.68	82.57±0.68	BPIC	19.753±0.130	2.50	10,11
HD 42270	05 53 29.31	-81 56 53.1	K0V	25.26±0.06	63.38±0.06	CAR	57.709±0.085	1.14	5
HIP 28036	05 55 43.16	-38 06 16.2	F7 V	20.69±0.04	9.96±0.04	COL	52.828±0.069	1.06	3
HD 41071	06 00 41.29	-44 53 50.1	G8	18.15±0.05	23.26±0.05	COL	54.392±0.085	2.50	10
AP Col	06 04 52.15	-34 33 36.0	M5V	27.33±0.35	340.92±0.35	ARG	8.388±0.068	2.13	10
2MASS J06085283-2753583	06 08 52.84	-27 53 58.4	M8.5V	8.90±3.50	10.70±3.50	BPIC	31.250±3.515	1.46	3,10,11
CD-35 2722	06 09 19.21	-35 49 31.2	M1V	-6.30±2.80	-56.60±2.80	ABD	21.276±1.358	2.70	3,10
2MASS J06112997-7213388	06 11 29.97	-72 13 38.8	M4+M5	23.20±1.60	60.20±1.70	BPIC	79.732±0.146	2.13	11
2MASS J06131330-2742054	06 13 13.31	-27 42 05.5	M4V	-14.90±1.00	-2.10±1.00	BPIC	29.377±0.863	1.30	1,2,5
V* AO Men	06 18 28.20	-72 02 41.4	K4 V e	-7.90±0.04	74.29±0.05	BPIC	39.261±0.038	0.84	1
HIP 30030	06 19 08.05	-03 26 20.3	G0 V	10.70±0.08	-42.29±0.08	COL	52.012±0.148	1.23	3
AB Pic	06 19 12.91	-58 03 15.5	K1 V (e)	14.33±0.06	45.07±0.06	CAR	50.120±0.072	1.36	9
HD 45270 AB	06 22 30.94	-60 13 07.1	G1 V	-11.60±0.05	64.43±0.05	ABD	23.889±0.014	0.07	12
CD-40 2458	06 26 06.91	-41 02 53.7	K0V	4.24±0.03	12.56±0.03	COL	53.781±0.098	0.72	5
AK Pic AB	06 38 00.38	-61 32 00.2	G1.5 V	-51.98±0.80	69.24±0.67	ABD	20.917±0.122	0.69	5
CD-61 1439 A	06 39 50.02	-61 28 41.5	K7 V	-27.30±0.05	74.99±0.05	ABD	22.241±0.014	1.40	4,6,9,10
HIP 32104	06 42 24.31	17 38 43.0	A2V	7.87±0.66	-84.32±0.48	COL	43.630±1.275	1.40	9
HIP 32235	06 43 46.22	-71 58 35.4	G6 V	7.36±0.05	60.60±0.08	CAR	55.586±0.101	1.60	4,5,10

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Association	Distance (pc)	Masses (M_{\odot})	Surveys
HIP 32435	06 46 13.54	-83 59 29.5	F5V	19.66±0.43	61.60±0.47	THA	56.022±1.129	1.18	2
HIP 33737	07 00 30.46	-79 41 45.9	K2V	1.56±0.94	59.94±1.00	CAR	58.823±3.079	1.53	9
HD 57852	07 20 21.40	-52 18 41.4	F2	-37.70±0.58	148.38±0.55	CN	33.151±0.236	0.15	12
BD+20 1790	07 23 43.59	+20 24 58.7	K5V	-65.80±1.60	-228.10±1.70	ABD	25.773±1.328	0.73	1,6,7,12
GJ2060C	07 25 51.18	-30 15 52.8	M5.0V	-130.00±10.00	-180.00±10.00	ABD	14.903±0.710	0.79	1,5,7
HD 59704	07 29 31.41	-38 07 21.5	F7	-27.40±0.05	68.04±0.05	CN	33.151±0.236	2.20	10
HD 61005	07 35 47.44	-32 12 14.0	G8 V	-55.11±0.05	74.14±0.05	ARG	36.485±0.042	0.80	5,7
HD 62850	07 42 36.04	-59 17 50.7	G2.5	-53.90±0.05	158.49±0.05	CN	33.151±0.236	1.36	9
HD 63608	07 46 16.94	-59 48 34.1	K0	-52.46±0.05	153.02±0.05	CN	53.370±0.096	0.69	2
HR 3070	07 49 12.88	-60 17 01.2	F1	-81.65±0.14	166.98±0.13	CN	53.370±0.096	1.37	5,10
2MASS J08173943-8243298	08 17 39.43	-82 43 29.8	M3.5+	-80.30±1.10	102.50±0.80	BPIC	32.912±0.028	0.34	1,2
HIP 47135	09 36 17.83	-78 20 41.7	G1V	-74.85±0.59	50.62±0.59	ARG	67.980±2.772	2.06	11
TWA 21	10 13 14.75	-52 30 53.9	K3	-62.89±0.05	9.50±0.04	CAR	53.350±0.091	1.50	8,10
HIP 50191	10 14 44.16	-42 07 18.9	A2V	-150.09±0.10	49.44±0.11	ARG	31.075±0.144	1.83	2,10
TWA 22 A	10 17 26.87	-53 54 26.4	M5	-173.09±0.55	-4.93±0.54	BPIC	19.606±0.114	1.33	9
BD+01 2447	10 28 55.53	00 50 27.6	M2 V	-603.00±0.08	-732.07±0.05	ABD	7.032±0.002	1.10	2
HD 95429	11 00 08.25	-51 49 04.0	A3III-IV	-64.92±0.07	1.69±0.06	LCC	33.805±0.029	0.94	1,5
TWA 1	11 01 51.91	-34 42 17.0	K6V	-66.19±1.85	-13.90±1.47	TWA	53.705±6.172	1.25	10
TWA 43	11 08 43.99	-28 04 50.4	A2 V n	-70.00±0.26	-22.57±0.23	TWA	33.805±0.029	0.94	1,2,10
TWA 2	11 09 13.81	-30 01 39.8	M2V	-95.50±2.90	-23.50±2.80	TWA	46.554±2.817	1.20	1,2,10
TWA 12	11 21 05.49	-38 45 16.3	M2 IV e	-62.89±0.05	-14.67±0.04	TWA	65.492±0.154	1.20	1
TWA 13	11 21 17.24	-34 46 45.5	M1V	-66.40±2.40	-12.50±1.80	TWA	55.617±2.227	0.67	2
TWA 4	11 22 05.29	-24 46 39.8	K4V	-85.40±1.73	-33.10±2.12	TWA	44.903±4.657	0.17	14
TWA 5	11 31 55.26	-34 36 27.2	M2V	-81.60±2.50	-29.40±2.40	TWA	50.075±1.755	1.20	14
TWA 30	11 32 18.31	-30 19 51.8	M5V	-89.60±1.30	-25.80±1.30	TWA	23.809±1.133	0.51	14
TWA 8 B	11 32 41.15	-26 52 09.0	M6 γ	-90.75±0.17	-23.97±0.11	TWA	46.459±0.248	0.76	14
TWA 8 A	11 32 41.23	-26 51 55.9	M3 IV e	-90.64±0.14	-27.41±0.09	TWA	33.766±0.072	0.72	14
TWA 27	11 39 51.14	-31 59 21.5	M9V	-88.00±9.00	-34.00±10.00	TWA	41.981±4.547	0.60	14
TWA 19 A	11 47 24.52	-49 53 03.0	G5	-34.62±0.04	-9.79±0.03	LCC	26.538±0.513	0.00	14
TWA 9 B	11 48 23.71	-37 28 48.5	M1	-56.98±0.08	-15.93±0.06	TWA	58.837±0.131	2.20	14
TWA 9 A	11 48 24.21	-37 28 49.1	K7 IV e	-52.96±0.06	-18.46±0.04	TWA	76.376±0.344	1.16	14
HIP 57632	11 49 03.66	14 34 19.7	A3V	-497.68±0.87	-114.67±0.44	ARG	10.999±0.062	1.86	14
HD 103742	11 56 42.31	-32 16 05.3	G3	-171.61±0.07	-8.25±0.04	CN	58.837±0.131	2.20	14
V* T Cha	11 57 13.51	-79 21 31.5	K0	-41.99±0.11	-9.24±0.08	EPSC	53.084±0.532	0.65	14
TWA 23 A	12 07 27.35	-32 47 00.3	M3 Ve	-72.77±0.12	-25.88±0.06	TWA	55.669±0.300	1.35	14

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Association	Distance (pc)	Masses (M_{\odot})	Surveys
TWA 27	12 07 33.47	-39 32 54.0	M8V	-71.60±6.70	-22.10±8.50	TWA	52.631±1.108	0.50	14
TWA 25	12 15 30.72	-39 48 42.5	K9 IV-V e	-76.85±0.09	-28.26±0.04	TWA	53.109±0.186	0.37	14
CD-62 657	12 28 25.39	-63 20 58.8	G7 V	-37.39±0.04	-11.41±0.04	LCC	113.404±0.437	0.59	14
TWA 11 C	12 35 48.94	-39 50 24.6	M4V	-45.10±2.40	-20.10±2.30	TWA	69.013±2.429	1.30	14
TWA 11 A	12 36 01.03	-39 52 10.2	A0	-55.65±0.18	-23.74±0.23	TWA	113.404±0.437	0.40	14
CPD-63 2367	12 36 38.97	-63 44 43.5	K1 IV	-42.38±0.13	-12.39±0.10	LCC	76.569±0.469	0.36	14
2MASS J12383713-2703348	12 38 37.12	-27 03 34.8	M2.5+	-185.10±5.10	-185.20±5.10	BPIC	35.513±0.052	0.94	14
GJ 490	12 57 40.30	35 13 30.6	M0.5V	-269.00±5.00	-149.00±5.00	THA	18.115±1.017	0.84	14
CD-69 1055	12 58 25.58	-70 28 49.1	K2 IV	-41.00±0.04	-16.45±0.04	LCC	35.513±0.052	1.23	14
V* PX Vir	13 03 49.65	-05 09 42.5	G5V	-191.13±0.86	-218.73±0.68	ABD	21.691±0.381	4.50	14
GJ 1167	13 09 34.95	28 59 06.6	M4.8	-332.00±5.00	-210.00±5.00	CAR	11.494±2.391	0.69	14
2MASS J13444279-6347495	13 44 42.79	-63 47 49.4	K4 Ve	-35.55±0.04	-23.39±0.05	LCC	47.614±0.163	2.00	14
HD 123058	14 07 29.27	-61 33 44.2	F4	-68.93±0.03	-29.87±0.05	ARG	71.694±0.174	1.13	14
HIP 74405	15 12 23.43	-75 15 15.6	G9V	-73.87±0.87	-73.08±0.92	ARG	50.301±2.682	0.43	14
HIP 76310	15 35 16.10	-25 44 02.9	A0V	-18.10±0.11	-23.54±0.09	US	137.415±1.074	0.27	14
1RXS J153557.0-232417	15 35 57.80	-23 24 04.5	K3:	-13.64±0.07	-23.49±0.05	US	163.797±0.979	0.69	14
V343 Nor A	15 38 57.52	-57 42 27.2	K0 V	-55.19±0.08	-95.88±0.09	BPIC	40.105±0.102	0.51	14
HIP 76633	15 39 00.05	-19 43 57.2	B9V	-15.29±0.10	-18.21±0.07	US	161.470±1.527	0.75	14
HIP 76768	15 40 28.39	-18 41 46.2	K3V	-70.13±3.32	-159.81±2.39	ABD	40.192±4.345	0.22	14
CD-24 12231	15 41 31.20	-25 20 36.3	G9 IVe	-17.35±0.08	-25.95±0.05	US	107.956±0.349	1.13	14
SAO 183706	15 41 31.21	-25 20 36.3	G8e	-17.35±0.08	-25.95±0.05	US	130.407±0.636	0.84	14
1RXS J154413.0-252307	15 44 13.34	-25 22 59.1	M1	-15.47±0.11	-24.24±0.08	US	146.284±1.243	1.23	14
HIP 77457	15 48 52.12	-29 29 00.3	A7IV	-7.42±0.10	-18.97±0.06	US	125.879±1.025	0.74	14
HIP 77635	15 50 58.74	-25 45 04.6	B1.5V	-14.57±0.39	-24.64±0.30	US	145.024±5.127	1.20	14
HIP 77840	15 53 36.72	-25 19 37.7	B2.5V	-15.30±0.52	-24.75±0.45	US	161.352±8.479	0.68	14
HIP 77858	15 53 53.91	-24 31 59.3	B5V	-13.74±0.29	-25.04±0.20	US	151.276±3.620	5.50	14
HIP 77859	15 53 55.86	-23 58 41.1	B2V	-13.46±0.29	-23.97±0.20	US	141.294±2.894	0.57	14
1RXS J155405.2-292032	15 54 03.58	-29 20 15.4	M0	-13.10±0.15	-21.69±0.09	US	146.083±1.961	1.13	14
HIP 77900	15 54 30.10	-27 20 19.0	B7V	-13.35±0.18	-25.27±0.11	US	151.430±2.742	0.59	14
HD 142361	15 54 59.86	-23 47 18.1	G3V	-32.67±0.26	-41.67±0.16	US	80.525±1.062	1.13	14
ScoPMS 13	15 56 29.41	-23 48 19.8	M1.5V	-24.32±1.42	-29.88±1.40	US	83.607±5.742	1.15	14
HIP 78104	15 56 53.07	-29 12 50.6	B2IV/V	-18.07±0.69	-24.38±0.58	US	133.481±7.233	1.00	14
[PZ99] J155716.6-2529	15 57 16.74	-25 29 19.3	M0	-14.56±1.35	-17.69±1.30	US	171.526±17.947	0.92	14
ScoPMS 17	15 57 34.30	-23 21 12.2	M0V	-13.34±0.12	-23.16±0.08	US	144.216±1.412	0.74	14
1RXS J155734.4-232112	15 57 34.30	-23 21 12.2	M1V	-13.34±0.12	-23.16±0.08	US	144.216±1.412	1.25	14

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Association	Distance (pc)	Masses (M_{\odot})	Surveys
HIP 78168	15 57 40.46	-20 58 59.0	B3V	-10.12±0.18	-21.75±0.12	US	156.379±2.555	0.96	14
HIP 78196	15 57 59.34	-31 43 44.1	A0V	-13.79±0.13	-26.10±0.08	US	144.052±1.236	0.01	14
HIP 78207	15 58 11.37	-14 16 45.6	B8Ia/Iab	-14.91±0.49	-16.41±0.38	US	133.026±4.485	0.01	14
HD 142987	15 58 20.55	-18 37 25.1	G4	-16.78±0.20	-22.67±0.11	US	143.039±1.894	0.40	14
HIP 78246	15 58 34.86	-24 49 53.3	B5V	-12.35±0.30	-24.80±0.16	US	146.171±4.375	1.26	14
IRXS J155848.4-175758	15 58 47.72	-17 57 59.6	K3	-13.49±0.10	-21.39±0.05	US	138.973±0.984	1.10	14
[PBB2002] USco J15591	15 59 18.39	-22 10 43.0	M4	-11.78±0.27	-23.19±0.15	US	147.655±2.716	2.06	14
2MASS J16004056-2200322	16 00 40.56	-22 00 32.2	K7	-10.68±0.09	-21.24±0.04	US	153.066±1.138	1.11	14
1RXS J160042.0-212730	16 00 42.76	-21 27 38.0	K7	-16.97±0.46	-26.70±0.34	US	159.022±5.581	1.32	14
1RXS J160108.6-211320	16 01 08.01	-21 13 18.5	M0	-12.03±0.08	-22.65±0.05	US	147.492±0.946	1.86	14
HIP 78483	16 01 18.42	-26 52 21.4	G0V	-16.65±0.43	-25.07±0.31	US	130.847±4.203	1.70	14
ScoPMS 21	16 01 25.63	-22 40 40.2	K1IV	-12.14±0.12	-23.60±0.06	US	139.326±1.228	1.20	14
HIP 78530	16 01 55.45	-21 58 49.3	B9V	-12.01±0.12	-24.11±0.07	US	137.272±1.477	1.50	14
1RXS J160200.7-222133	16 02 00.39	-22 21 23.8	M1	-11.74±0.13	-23.82±0.06	US	144.548±2.467	1.10	14
HIP 78549	16 02 13.55	-22 41 15.2	B9.5V	-12.51±0.11	-23.53±0.05	US	145.534±1.588	2.13	14
[PGZ2001] J160222.4-1	16 02 22.48	-19 56 53.9	M3	-10.27±0.21	-21.91±0.09	US	155.438±2.133	1.18	14
1RXS J160239.3-254157	16 02 39.10	-25 42 07.8	K7	-19.82±0.09	-32.53±0.05	US	113.149±0.699	1.35	14
1RXS J160251.5-240204	16 02 51.22	-24 01 57.4	K4	-11.85±0.11	-24.03±0.05	US	143.918±1.369	1.40	14
[PGZ2001] J160341.8-2	16 03 41.87	-20 05 57.7	M2	-10.69±0.13	-22.15±0.06	US	150.024±1.424	0.51	14
1RXS J160355.8-203138	16 03 54.96	-20 31 38.5	M0	-10.51±0.33	-21.64±0.22	US	151.623±5.089	1.86	14
[PZ99] J160357.6-2031	16 03 57.67	-20 31 05.6	K5	-11.60±0.07	-22.90±0.04	US	142.578±0.782	1.10	14
HIP 78702	16 04 00.23	-19 46 02.9	B9.5V	-9.89±0.12	-21.47±0.05	US	152.518±1.737	9.00	14
RX J1604.3-2130	16 04 21.66	-21 30 28.3	K2	-12.33±0.10	-23.83±0.04	US	150.116±1.273	1.11	14
ScoPMS 27	16 04 47.75	-19 30 22.9	K2IV	-11.19±0.15	-21.52±0.07	US	146.657±1.757	0.65	14
[PGZ2001] J160502.1-2	16 05 02.13	-20 35 07.1	M2	-9.95±0.16	-22.04±0.08	US	154.528±1.790	1.50	14
ScoPMS 29	16 05 42.67	-20 04 15.2	M2V	-11.39±0.58	-20.64±0.31	US	110.570±4.033	0.06	14
HIP 78847	16 05 43.38	-21 50 19.5	A0V	-10.97±0.16	-30.89±0.07	US	138.348±1.992	0.89	14
[PGZ2001] J160545.4-2	16 05 45.40	-20 23 08.8	M2	-11.02±0.20	-22.98±0.10	US	145.099±2.155	0.07	14
1RXS J160612.4-203655	16 06 12.54	-20 36 47.2	K5	-10.55±0.11	-22.94±0.05	US	142.553±0.918	0.64	14
[PGZ2001] J160643.8-1	16 06 43.85	-19 08 05.5	K6	-7.06±0.64	-19.21±0.47	US	144.239±6.659	2.13	14
HIP 78933	16 06 48.42	-20 40 09.1	B1V	-7.91±0.81	-21.05±0.68	US	141.651±7.975	2.13	14
1RXS J160652.6-241627	16 06 54.36	-24 16 10.7	M3	-13.48±0.10	-25.72±0.05	US	151.416±1.439	1.25	14
HIP 78956	16 07 04.67	-16 56 35.7	B9.5V	-10.65±0.17	-20.32±0.10	US	146.348±1.809	2.06	14
[PGZ2001] J160707.7-1	16 07 07.67	-19 27 16.2	M2	-10.55±0.27	-20.65±0.18	US	150.489±3.061	0.16	14
[PGZ2001] J160739.4-1	16 07 39.40	-19 17 47.2	M2	-9.12±0.13	-24.04±0.09	US	137.349±1.245	0.27	14

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Association	Distance (pc)	Masses (M_{\odot})	Surveys
1RXS J160814.2-190845	16 08 14.74	-19 08 32.6	K2	-8.53±0.08	-29.38±0.06	US	143.645±1.318	2.70	14
[PGZ2001] J160823.5-1	16 08 23.56	-19 11 31.6	M2	-9.17±0.18	-24.76±0.11	US	135.328±1.717	0.13	14
1RXS J160831.4-180253	16 08 31.37	-18 02 41.4	M0	-8.79±0.09	-23.38±0.06	US	143.928±0.872	1.22	14
[PZ99] J160856.7-2033	16 08 56.72	-20 33 45.8	K5	-9.00±0.12	-25.06±0.07	US	143.988±1.115	2.06	14
HIP 79124	16 09 02.60	-18 59 44.0	A0V	-7.76±0.12	-24.15±0.08	US	137.023±1.244	2.00	14
HIP 79156	16 09 20.88	-19 27 25.9	A0V	-7.79±0.13	-23.42±0.09	US	150.597±1.796	1.05	14
1RXS J160929.1-210524	16 09 30.30	-21 04 58.9	K7	-10.27±0.11	-23.20±0.08	US	139.674±1.318	1.90	14
[PGZ2001] J160933.8-1	16 09 33.79	-19 04 56.1	M2	-10.10±0.11	-24.14±0.07	US	137.464±1.122	2.06	14
[PGZ2001] J160954.4-1	16 09 54.41	-19 06 55.0	M2	-12.61±0.12	-22.88±0.07	US	136.832±1.112	0.30	14
[PGZ2001] J160959.4-1	16 09 59.33	-18 00 09.0	M4	-9.51±0.21	-24.10±0.13	US	136.226±2.243	0.71	14
[PBB2002] USco J16101	16 10 11.00	-19 46 03.9	M5	-11.60±0.26	-22.94±0.17	US	142.842±3.895	0.53	14
HIP 79250	16 10 25.35	-23 06 23.3	A3III/IV	-18.74±0.15	-30.62±0.10	US	120.853±1.275	0.31	14
[PGZ2001] J161031.9-1	16 10 31.95	-19 13 06.0	K7	-9.34±0.20	-23.59±0.11	US	133.404±1.277	0.07	14
[PBB2002] USco J16105	16 10 52.41	-19 37 34.3	M1	-8.33±0.22	-23.87±0.15	US	144.822±2.718	0.67	14
[PGZ2001] J161115.3-1	16 11 15.34	-17 57 21.4	M1	-9.11±0.12	-24.74±0.08	US	136.505±1.147	0.77	14
[PGZ2001] J161118.1-1	16 11 18.13	-17 57 28.7	M4	-7.53±0.49	-23.66±0.36	US	147.992±5.812	0.80	14
ScoPMS 45	16 11 20.57	-18 20 55.0	K5IVv	-8.95±0.10	-24.66±0.07	US	136.496±1.183	1.10	13
HIP 79374	16 11 59.73	-19 27 38.5	B2IV	-6.86±0.63	-28.25±0.48	US	135.969±6.455	1.58	13
HIP 79404	16 12 18.20	-27 55 34.9	B2V	-11.81±0.81	-23.75±0.67	US	150.346±8.126	1.57	13
1RXS J161303.8-225745	16 13 02.71	-22 57 44.4	K4	-9.02±0.09	-25.17±0.07	US	140.109±0.948	2.20	13
1RXS J161318.0-221251	16 13 18.58	-22 12 49.0	G9	-9.60±0.14	-24.33±0.10	US	134.329±1.782	2.50	13
1RXS J161329.9-231122	16 13 29.28	-23 11 07.5	K1	-8.88±0.09	-25.41±0.07	US	138.748±0.845	1.90	13
HIP 79530	16 13 45.49	-24 25 19.5	B6IV	-9.87±0.25	-19.29±0.17	US	167.154±3.665	9.00	13
RX J1614.3-1906	16 14 20.28	-19 06 48.0	K5	-7.16±0.22	-26.40±0.15	US	142.965±2.520	6.80	13
HIP 79643	16 15 09.27	-23 45 35.0	F2	-8.15±0.08	-23.47±0.06	US	154.480±0.997	5.00	13
HIP 79797	16 17 05.40	-67 56 28.5	A4V	-45.99±0.28	-84.00±0.35	ARG	52.219±1.145	7.80	13
HIP 79881	16 18 17.90	-28 36 50.5	A0V	-31.19±0.26	-100.92±0.18	BPIC	41.288±0.375	3.50	13
PPM 747651	16 19 50.57	-33 54 45.3	G3	-17.42±0.11	-25.47±0.08	US	137.708±0.997	7.80	13
HIP 80059	16 20 28.12	-21 30 32.4	A7III/IV	-12.24±0.16	-25.92±0.10	US	129.920±1.520	7.00	13
HD 147491	16 23 22.92	-26 22 16.3	G2IV	-17.90±0.09	-35.22±0.06	US	107.956±0.349	2.20	13
HIP 80311	16 23 47.17	-26 16 15.7	A0V	-9.76±0.09	-20.82±0.07	US	158.871±1.246	3.25	13
HIP 81084	16 33 41.59	-09 33 11.9	M0.5 V	-64.89±0.07	-177.86±0.10	ABD	31.087±0.034	5.00	13
HIP 81266	16 35 52.95	-28 12 57.7	B0V	-7.64±1.97	-17.94±2.00	US	195.190±42.290	1.62	13
HIP 82319	16 49 12.21	-22 42 41.6	F3V	-6.56±0.08	-22.37±0.04	US	140.475±0.801	2.50	13
HIP 82688	16 54 08.14	-04 20 24.7	G0V	-37.25±1.01	-114.05±0.73	ABD	46.728±2.008	2.50	13

Name	R.A. (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Association	Distance (pc)	Masses (M_{\odot})	Surveys
HIP 83494	17 03 53.58	34 47 24.8	A5V	-60.92±0.26	-5.05±0.34	THA	54.975±0.936	2.50	13
HIP 84586	17 17 25.51	-66 57 03.7	G5IV	-21.83±0.49	-136.91±0.42	BPIC	31.446±0.494	2.20	13
HD 155555 C	17 17 31.27	-66 57 05.4	M3 V e	-14.75±0.36	-145.10±0.09	BPIC	71.911±0.698	10.00	13
HIP 84642	17 18 14.65	-60 27 27.5	G8V	-54.62±1.09	-91.04±0.84	THA	58.927±4.653	2.50	13
CD-54 7336	17 29 55.05	-54 15 48.6	K1V	-5.41±0.06	-63.54±0.06	BPIC	104.679±0.865	2.20	13
HIP 86346	17 38 39.63	61 14 16.0	M0V	-23.30±2.03	47.71±2.20	ABD	33.123±2.194	2.20	13
HD 164249 A	18 03 03.40	-51 38 56.4	F5 V	2.34±0.07	-86.09±0.07	BPIC	49.615±0.123	2.00	13
HR 6750	18 06 49.90	-43 25 30.8	A5V	10.73±1.05	-106.59±0.51	BPIC	41.841±1.155	7.80	13
HD 168210	18 19 52.19	-29 16 32.8	G5 V	4.38±0.09	-46.19±0.08	BPIC	104.679±0.865	7.80	13
2MASS J18420694-5554254	18 42 06.93	-55 54 25.4	M3.5	9.70±12.10	-81.20±2.80	BPIC	94.795±0.260	4.00	13
HIP 92024 A	18 45 26.87	-64 52 16.5	A7	32.07±0.25	-150.18±0.31	BPIC	28.337±0.183	1.70	13
HIP 92024 BC	18 45 37.00	-64 51 46.1	K7 V	17.16±0.07	-155.06±0.09	BPIC	94.795±0.260	1.90	13
CD-31 16041	18 50 44.47	-31 47 47.4	K7Ve	-72.37±0.07	-72.27±0.05	BPIC	94.795±0.260	2.20	13
HIP 92680	18 53 05.85	-50 10 49.8	G9 IV	16.34±0.08	-85.25±0.08	BPIC	47.127±0.133	16.00	13
HR 7214	19 03 32.23	01 49 07.5	A4 V	17.67±0.23	-65.29±0.19	ABD	38.560±0.048	1.69	13
HIP 94235	19 10 57.85	-60 16 19.9	G1V	12.51±0.79	-100.15±0.68	ABD	61.349±2.898	1.58	13
Eta Tel A	19 22 51.21	-54 25 26.2	A0V	25.57±0.21	-82.71±0.14	BPIC	48.216±0.488	0.89	13
HIP 95270	19 22 58.94	-54 32 16.9	F5.5	24.56±0.07	-81.91±0.04	BPIC	99.571±0.386	1.52	3,13
Rukbat	19 23 53.15	-40 36 57.3	B8	31.36±0.76	-119.32±0.78	ABD	54.404±1.411	0.59	13
UCAC3 116-474938	19 56 03.88	-32 07 37.6	M4	35.20±1.80	-59.90±1.50	BPIC	99.571±0.386	0.98	13
eps Pav	20 00 35.54	-72 54 37.8	A0	79.91±0.53	-131.70±0.56	ARG	31.380±0.322	1.45	13
DENIS J200048.3-752306	20 00 48.40	-75 23 07.0	M9	69.00±12.00	-110.00±4.00	BPIC	130.412±0.629	1.40	13
HIP 99273	20 09 05.20	-26 13 26.5	F5 V	40.16±0.07	-67.38±0.05	BPIC	50.135±0.108	0.63	13
2MASS J20100002-2801410	20 10 00.03	-28 01 41.0	M3V	40.70±3.00	-62.00±1.70	BPIC	47.961±3.059	1.10	13
HIP 99770	20 14 32.03	36 48 22.5	A2V	69.81±0.19	69.14±0.20	ARG	42.698±0.401	1.30	13
HIP 100751	20 25 38.86	-56 44 06.3	B2IV	6.90±0.44	-86.02±0.32	THA	54.824±1.562	0.97	13
1SWASP J203337.61-255651.	20 33 37.58	-25 56 52.1	M4.5	52.80±1.70	-75.90±1.30	BPIC	101.081±0.378	1.18	13
AT Mic B	20 41 51.14	-32 26 10.2	M4 V e	297.09±0.13	-302.75±0.10	BPIC	67.755±0.165	0.98	13
AT Mic A	20 41 51.14	-32 26 06.5	M4 V e	247.20±0.11	-415.56±0.08	BPIC	9.881±0.007	1.30	13
2MASS J20434114-2433534	20 43 41.14	-24 33 53.1	M4.IV+M3.7V	62.00±10.00	-60.00±10.00	BPIC	35.587±4.939	0.53	13
HIP 102409	20 45 09.53	-31 20 27.2	M1V	279.96±1.26	-360.61±0.73	BPIC	9.909±0.104	0.89	13
HIP 103311	20 55 47.67	-17 06 51.0	F8V	58.81±0.83	-62.83±0.73	BPIC	45.662±1.605	1.08	13
2MASS J21100535-1919573	21 10 05.35	-19 19 57.3	M2	89.00±0.90	-89.90±1.80	BPIC	79.383±0.333	1.02	13
HIP 105388	21 20 49.96	-53 02 03.1	G7V	28.77±1.01	-94.19±0.55	THA	42.973±1.809	0.37	13
BS Ind	21 20 59.78	-52 28 40.0	G9 V (e)	30.62±0.55	-95.91±0.52	THA	52.667±0.918	0.89	13

Name	RA (J2000.0)	DEC (J2000.0)	SpT	$\mu_\alpha \cos \delta$ (mas/yr)	μ_δ (mas/yr)	Association	Distance (pc)	Masses (M_\odot)	Surveys
LQ Peg	21 31 01.70	23 20 07.3	K8 V	134.53±0.06	-144.67±0.07	ABD	79.383±0.333	1.25	13
HIP 107345	21 44 30.12	-60 58 38.9	M1V	39.98±2.35	-91.66±1.56	THA	43.649±4.915	0.78	13
HN Peg	21 44 31.31	14 46 18.9	G0V	231.08±0.10	-113.13±0.09	HLY	39.764±0.040	1.14	13
HIP 107947	21 52 09.71	-62 03 08.5	F6 V	44.02±0.04	-91.09±0.06	THA	47.038±0.079	1.10	13
TYC 5899-0026-1	21 52 10.42	05 37 35.9	M3V	105.70±1.50	-147.40±1.40	ABD	30.497±5.254	1.40	13
HIP 108195 A	21 55 11.37	-61 53 11.7	F3	42.80±0.59	-89.67±0.57	THA	54.259±1.215	0.83	13
HIP 108422	21 55 11.39	-61 53 11.8	F3V	44.50±0.23	-91.07±0.27	THA	46.468±0.885	0.38	13
2MASS J22021626-4210329	22 02 16.24	-42 10 32.9	M1	50.40±1.00	-90.90±1.50	BPIC	51.355±0.131	1.10	13
HIP 109268	22 08 13.98	-46 57 39.5	B6V	126.69±0.14	-147.47±0.14	ABD	30.969±0.201	1.00	13
1RXS J221419.3+253411	22 14 17.66	25 34 06.6	M4.3V	164.00±5.00	-44.00±5.00	COL	28.735±2.064	1.06	13
HIP 110526	22 23 29.11	32 27 34.1	M3V	255.30±3.10	-207.80±2.90	ABD	15.511±1.561	0.67	13
HIP 112312	22 44 57.97	-33 15 01.7	M4IV	184.76±2.64	-119.76±2.31	BPIC	23.342±1.967	0.54	13
HIP 113579	23 00 19.82	-26 09 13.5	G5V	113.54±2.13	-162.04±1.52	ABD	30.543±1.893	1.40	13
HIP 114066	23 06 04.84	63 55 34.4	M1V	171.46±1.59	-58.55±1.57	ABD	24.503±0.960	0.49	13
HR 8799	23 07 28.70	21 08 03.3	A5	108.30±0.16	-49.48±0.15	COL	41.291±0.150	1.00	13
HIP 114530	23 11 52.05	-45 08 10.6	G5V	87.53±1.39	-93.36±0.79	ABD	50.761±2.834	1.10	13
2MASS J23131671-4933154	23 13 16.70	-49 33 15.4	M4	77.50±2.10	-88.10±1.70	BPIC	28.679±0.060	0.89	13
HIP 115162	23 19 39.56	42 15 09.8	G4V	77.52±0.73	-66.90±0.96	ABD	50.150±2.867	0.52	13
HD 220825	23 26 55.94	01 15 20.1	A0	87.11±0.34	-95.72±0.28	ABD	48.918±0.516	0.63	13
2MASS J23285763-6802338	23 28 57.62	-68 02 33.8	M2.5	66.80±1.90	-67.10±1.70	BPIC	49.615±0.083	0.39	13
G190-27	23 29 22.58	41 27 52.2	M4.2V	415.00±7.50	-41.00±6.70	COL	14.792±0.393	0.19	13
2MASS J23320018-3917368	23 32 00.16	-39 17 36.8	M3	193.40±17.90	-178.40±17.90	BPIC	56.110±0.415	0.89	13
HIP 116748 A	23 39 39.47	-69 11 44.6	G5 V	79.46±0.07	-67.44±0.04	THA	44.118±0.068	0.32	13
HIP 116805	23 40 24.49	44 20 02.1	B9V	80.73±0.14	-18.70±0.15	COL	51.626±0.506	0.80	13
HD 222575	23 41 54.28	-35 58 39.8	G8 V	71.34±0.12	-66.06±0.06	ABD	64.666±0.200	0.83	13
2MASS J23452225-7126505	23 45 22.25	-71 26 50.5	M3.5	80.30±2.20	-62.40±2.10	BPIC	48.213±0.134	1.25	13
2MASS J23474694-6517249	23 47 46.94	-65 17 24.9	M1.5	79.20±1.20	-66.80±1.20	BPIC	48.213±0.134	1.51	13
HD 223352 AB	23 48 55.53	-28 07 48.9	A0 V	100.11±0.67	-104.68±0.64	ABD	42.744±0.712	1.45	13
HIP 118121	23 57 35.06	-64 17 53.6	A1 V	78.85±0.65	-62.04±0.61	THA	47.074±0.806	10.00	13

Bibliographie

- Allard, F., Hauschildt, P. H., Alexander, D. R., Tamanai, A., & Schweitzer, A. 2001, *The Astrophysical Journal*, 556, 357
- Artigau, É., Gagné, J., Faherty, J., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 806, 254
- Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2003, *Astronomy & Astrophysics*, 402, 701
- Baraffe, I., Homeier, D., Allard, F., & Chabrier, G. 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 577, A42
- Baron, F., Artigau, É., Rameau, J., et al. 2018, *The Astronomical Journal*, 156, 137
- Bell, C. P. M., Mamajek, E. E., & Naylor, T. 2016, *Young Stars & Planets Near the Sun*, 314, 41
- Berger, J. O., Bernardo, J. M., & Sun, D. 2009, *The Annals of Statistics*, 37, 905
- Biller, B. A., Close, L. M., Masciadri, E., et al. 2007, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 173, 143
- Biller, B. A., Liu, M. C., Wahhaj, Z., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 777, 160
- Blunt, S., Nielsen, E. L., Rosa, D., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 153, 229
- Bowler, B. P. 2016, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 128, 102001
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., & Dupuy, T. J. 2013, *The Astrophysical Journal*, 774, 55
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., & Tamura, M. 2015, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 216, 7
- Brandt, T. D., McElwain, M. W., Turner, E. L., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 794, 159
- Cassan, A., Kubas, D., Beaulieu, J.-P., et al. 2012, *Nature*, 481, 167
- Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2005, *ArXiv Astrophysics e-prints*, arXiv:astro
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., et al. 2004, *Astronomy and Astrophysics*, 425, L29
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Zuckerman, B., et al. 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 438, L29

- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Bonavita, M., et al. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 509, A52
- Chauvin, G., Vigan, A., Bonnefoy, M., et al. 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 573, A127
- Cumming, A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2008, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 120, 531
- David, T. J., & Hillenbrand, L. A. 2015, *The Astrophysical Journal*, 804, 146
- de la Reza, R., Torres, C. A. O., Quast, G., Castilho, B. V., & Vieira, G. L. 1989, *The Astrophysical Journal Letters*, 343, L61
- Deacon, N. R., Schlieder, J. E., & Murphy, S. J. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 457, 3191
- Delorme, P., Gagné, J., Lannier, J., Lagrange, A. M., & Chauvin, G. 2013a, *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 84, 1013
- Delorme, P., Gagné, J., Girard, J. H., et al. 2013b, *Astronomy and Astrophysics*, 553, L5
- Dong, S., & Zhu, Z. 2013, *The Astrophysical Journal*, 778, 53
- Duchêne, G., & Kraus, A. 2013, [arXiv:1303.3028 \[astro-ph\]](https://arxiv.org/abs/1303.3028)
- Dupuy, T. J., Liu, M. C., Allers, K. N., et al. 2018, *The Astronomical Journal*, 156, 57
- Durkan, S., Janson, M., & Carson, J. C. 2016, *The Astrophysical Journal*, 824, 58
- Eisenbeiss, T., Ammler-von Eiff, M., Roell, T., et al. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 556, A53
- Fernandes, R. B., Mulders, G. D., Pascucci, I., Mordasini, C., & Emsenhuber, A. 2018, [arXiv e-prints, 1812, arXiv:1812.05569](https://arxiv.org/abs/1812.05569)
- Fontanive, C., Biller, B., Bonavita, M., & Allers, K. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 479, 2702
- Foreman-Mackey, D., Hogg, D. W., Lang, D., & Goodman, J. 2013, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125, 306, [arXiv: 1202.3665](https://arxiv.org/abs/1202.3665)
- Forgan, D., & Rice, K. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 432, 3168
- Fortney, J. J., Marley, M. S., Saumon, D., & Lodders, K. 2008, *The Astrophysical Journal*, 683, 1104
- Gagné, J., Mamajek, E. E., Malo, L., et al. 2018, *The Astrophysical Journal*, 856, 23
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2018, [ArXiv e-prints, 1804, arXiv:1804.09365](https://arxiv.org/abs/1804.09365)
- Galicher, R., Marois, C., Macintosh, B., et al. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 594, A63
- Gauza, B., Béjar, V. J. S., Pérez-Garrido, A., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 804, 96
- Goldman, B., Marsat, S., Henning, T., Clemens, C., & Greiner, J. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 405, 1140
- Goodman, J., & Weare, J. 2010, *Communications in Applied Mathematics and Computational Science*, 5, 65

- Heinze, A. N., Hinz, P. M., Kenworthy, M., et al. 2010a, *The Astrophysical Journal*, 714, 1570
- Heinze, A. N., Hinz, P. M., Sivanandam, S., et al. 2010b, *The Astrophysical Journal*, 714, 1551
- Howard, A. W., Marcy, G. W., Johnson, J. A., et al. 2010, *Science*, 330, 653
- Ireland, M. J., Kraus, A., Martinache, F., Law, N., & Hillenbrand, L. A. 2011, *The Astrophysical Journal*, 726, 113
- Itoh, Y., Hayashi, M., Tamura, M., et al. 2005, *The Astrophysical Journal*, 620, 984
- Janson, M., Bonavita, M., Klahr, H., et al. 2011, *The Astrophysical Journal*, 736, 89
- Johnson, J. A., Aller, K. M., Howard, A. W., & Crepp, J. R. 2010, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 122, 905
- Kasper, M., Apai, D., Janson, M., & Brandner, W. 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 472, 321
- Kastner, J. H., Zuckerman, B., Weintraub, D. A., & Forveille, T. 1997, *Science*, 277, 67
- Kipping, D. M. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 434, L51
- Kraus, A. L., Ireland, M. J., Cieza, L. A., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 781, 20
- Lachapelle, F.-R., Lafrenière, D., Gagné, J., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 802, 61
- Lafrenière, D., Jayawardhana, R., & van Kerkwijk, M. H. 2008, *The Astrophysical Journal Letters*, 689, L153
- . 2010, *The Astrophysical Journal*, 719, 497
- Lafrenière, D., Jayawardhana, R., van Kerkwijk, M. H., Brandeker, A., & Janson, M. 2014, *The Astrophysical Journal*, 785, 47
- Lafrenière, D., Doyon, R., Marois, C., et al. 2007, *The Astrophysical Journal*, 670, 1367
- Lagrange, A.-M., Gratadour, D., Chauvin, G., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 493, L21
- Lannier, J., Delorme, P., Lagrange, A. M., et al. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 596, A83
- Lindegren, L., Hernandez, J., Bombrun, A., et al. 2018, [arXiv:1804.09366 \[astro-ph\]](https://arxiv.org/abs/1804.09366), arXiv:1804.09366
- Luhman, K. L., Mamajek, E. E., Allen, P. R., Muench, A. A., & Finkbeiner, D. P. 2009, *The Astrophysical Journal*, 691, 1265
- Luhman, K. L., Wilson, J. C., Brandner, W., et al. 2006, *The Astrophysical Journal*, 649, 894
- Macintosh, B., Graham, J. R., Barman, T., et al. 2015, *Science*, 350, 64
- Makarov, V. V., & Urban, S. 2000, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 317, 289
- Mamajek, E. E. 2015, *Proceedings of the International Astronomical Union*, 10, 21, arXiv:1507.06697

- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., et al. 2008, *Science*, 322, 1348
- Marois, C., Zuckerman, B., Konopacky, Q. M., Macintosh, B., & Barman, T. 2010, *Nature*, 468, 1080
- Masciadri, E., Mundt, R., Henning, T., Alvarez, C., & Barrado y Navascués, D. 2005, *The Astrophysical Journal*, 625, 1004
- Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C., et al. 2011, *arXiv e-prints*, 1109, arXiv:1109.2497
- Meshkat, T., Bailey, V. P., Su, K. Y. L., et al. 2015a, *The Astrophysical Journal*, 800, 5
- Meshkat, T., Kenworthy, M. A., Reggiani, M., et al. 2015b, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 453, 2533
- Meshkat, T., Mawet, D., Bryan, M. L., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 245
- Metchev, S. A., & Hillenbrand, L. A. 2009, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 181, 62
- Meyer, M. R., Amara, A., Reggiani, M., & Quanz, S. P. 2018, *Astronomy and Astrophysics*, 612, L3
- Millar-Blanchaer, M. A., Graham, J. R., Pueyo, L., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 811, 18
- Murphy, S. J., & Lawson, W. A. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 447, 1267
- Murphy, S. J., Lawson, W. A., & Bessell, M. S. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 435, 1325
- Naud, M.-E., Artigau, É., Doyon, R., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 129
- Naud, M.-E., Artigau, É., Malo, L., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 787, 5, 00000
- Nielsen, E. L., Liu, M. C., Wahhaj, Z., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 776, 4
- Pecaut, M. J., & Mamajek, E. E. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 461, 794, arXiv: 1605.08789
- Raghavan, D., McAlister, H. A., Henry, T. J., et al. 2010, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 190, 1
- Rameau, J., Chauvin, G., Lagrange, A.-M., et al. 2013a, *The Astrophysical Journal Letters*, 772, L15
- . 2013b, *Astronomy and Astrophysics*, 553, A60
- Rebolo, R., Zapatero Osorio, M. R., Madrugá, S., et al. 1998, *Science*, 282, 1309
- Reggiani, M., Meyer, M. R., Chauvin, G., et al. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 586, A147
- Reid, I. N., & Walkowicz, L. M. 2006, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 118, 671
- Sahlmann, J., Segransan, D., Queloz, D., & Udry, S. 2010, *Proceedings of the International Astronomical Union*, 6, 117, arXiv: 1012.1319

- Santos, N. C., Adibekyan, V., Figueira, P., et al. 2017, *Astronomy and Astrophysics*, 603, A30
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. 1992, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 96, 269
- Shkolnik, E. L., Allers, K. N., Kraus, A. L., Liu, M. C., & Flagg, L. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 69
- Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 358, 593
- Snellen, I. a. G., & Brown, A. G. A. 2018, *Nature Astronomy*
- Stone, J. M., Skemer, A. J., Hinz, P. M., et al. 2018, *The Astronomical Journal*, 156, 286
- Tabachnik, S., & Tremaine, S. 2002, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 335, 151
- Todorov, K., Luhman, K. L., & McLeod, K. K. 2010, *The Astrophysical Journal Letters*, 714, L84
- Torres, C. A. O., da Silva, L., Quast, G. R., de la Reza, R., & Jilinski, E. 2000, *The Astronomical Journal*, 120, 1410
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2008, in *Handbook of Star Forming Regions, Volume II*, 757
- Uyama, T., Hashimoto, J., Kuzuhara, M., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 153, 106
- Vigan, A., Patience, J., Marois, C., et al. 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 544, A9
- Vigan, A., Bonavita, M., Biller, B., et al. 2017, *Astronomy and Astrophysics*, 603, A3
- Wahhaj, Z., Liu, M. C., Nielsen, E. L., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 773, 179
- Wang, J. J., Graham, J. R., Dawson, R., et al. 2018, arXiv:1809.04107 [astro-ph], arXiv:1809.04107
- Zuckerman, B. 2018
- Zuckerman, B., Bessell, M. S., Song, I., & Kim, S. 2006, *The Astrophysical Journal Letters*, 649, L115
- Zuckerman, B., Rhee, J. H., Song, I., & Bessell, M. S. 2011, *The Astrophysical Journal*, 732, 61
- Zuckerman, B., Song, I., & Bessell, M. S. 2004, *The Astrophysical Journal Letters*, 613, L65
- Zuckerman, B., Song, I., Bessell, M. S., & Webb, R. A. 2001a, *The Astrophysical Journal Letters*, 562, L87
- Zuckerman, B., Song, I., & Webb, R. A. 2001b, *The Astrophysical Journal*, 559, 388

Chapitre 4

Conclusion

L'objectif principal de cette thèse est la recherche de planètes géantes grâce à la technique d'imagerie directe. Une recherche de ces planètes géantes a d'abord été effectuée et le résultat nul de cette campagne d'observation a permis de poser une limite supérieure à la fraction de ce genre d'objet par étoile, et d'étudier la distribution en masse et demi-grand axe de cette population.

Les résultats du relevé WEIRD (*Wide orbit Exoplanet search with InfraRed Direct imaging*) ont d'abord été présentés. Ce relevé avait pour objectif de découvrir de nouvelles planètes géantes à très grandes séparations autour d'étoiles jeunes. L'échantillon des cibles observées contenait 177 étoiles de tous types spectraux et ayant des âges de moins de 200 Ma. Il s'agissait en fait de toutes les étoiles membres confirmées d'associations jeunes à l'intérieur de 70 pc. Elles ont été observées avec les télescopes Canada-France-Hawaii, le télescope Gemini-Sud, ainsi qu'avec le télescope spatial *Spitzer*. L'imagerie directe a été utilisée ici dans sa forme la plus classique, c'est-à-dire sans optique adaptative, ce qui permet de bénéficier d'un grand champ de vue. Les observations permettaient de détecter des compagnons ayant des masses aussi basses que $1 M_{\text{Jup}}$, à des demi-grand axes de 1000–5000 UA. Quatre candidates ont été détectées, mais les observations de suivi ont permis de montrer qu'il s'agissait d'objets d'arrière-plan. Une analyse statistique basée sur de l'inférence bayésienne des résultats a été réalisée pour estimer la limite supérieure de la fraction d'étoiles ayant une planète détectable. Ceci a permis de montrer que moins de 3% des étoiles ont au moins une planète de masse entre 1 à $13 M_{\text{Jup}}$ à des séparations entre 1000 et 5000 UA, à un niveau de crédibilité de 95%.

Suite à la non-détection de compagnons de masse planétaire, il convenait de se questionner sur la fréquence de ce genre d'objets par étoile et encore plus d'essayer de contraindre la distribution en masse et en demi-grand axe de ces planètes. C'est ce qui a été réalisé dans le deuxième volet de cette thèse. Aux résultats de WEIRD ont été ajoutés les résultats de treize études visant à découvrir des planètes géantes par la méthode d'imagerie directe. Un échantillon de 344 étoiles a ainsi été créé en sélectionnant toutes les étoiles parmi ces études

qui sont des membres confirmées d’associations jeunes. D’abord, une analyse statistique utilisant l’inférence bayésienne a été réalisée pour estimer, comme précédemment, la fraction de planètes par étoile. Il a ainsi été possible d’estimer que $3.6_{-1.4}^{+9.5\%}$, $0.3_{-0.1}^{+2.6\%}$, et $3.9_{-1.6}^{+9.2\%}$ des étoiles ont au moins une planète de masse 1 à $20 M_{\text{Jup}}$ à des séparations de 5–1000 UA, 1000–5000 UA et 5–5000 UA, respectivement. Par la suite, une analyse statistique utilisant de l’inférence bayésienne ainsi que des chaînes de Markov Monte-Carlo a été réalisée afin de contraindre la distribution des planètes ayant des masses entre 1 à $20 M_{\text{Jup}}$ à des séparations de 5–5000 UA. D’abord, en supposant que la distribution de planètes en masses et en séparations orbitales varie selon une loi de puissance telle que $d^2n \propto fM^\alpha a^\beta dMda$, il a été possible de contraindre les paramètres de la distribution tel que $\alpha = -0.26_{-0.61}^{+0.60}$ et $\beta = -1.37_{-0.24}^{+0.23}$, à un niveau de crédibilité de 68%. Ceci correspond à une fraction de planètes par étoiles de $f = 0.11_{-0.05}^{+0.11}$. Ensuite, une dépendance sur la masse de l’étoile hôte a été ajoutée de sorte que la distribution de planètes s’écrit maintenant comme $d^2n \propto M^\alpha a^\beta (M_\star/M_\odot)^\gamma dMda$. Dans ce cas, $\alpha = -0.33_{-0.62}^{+0.69}$, $\beta = -1.37_{-0.24}^{+0.23}$, $\gamma = 0.57_{-0.48}^{+0.55}$ et $f = -0.11_{-0.05}^{+0.11}$, à un niveau de crédibilité de 68%. Les paramètres α et β ont été contraints à des valeurs similaires dans les deux cas. Ainsi, le nombre de planètes est anti-corrélé avec la masse de la planète ainsi qu’avec son demi-grand axe, mais il est corrélé avec la masse de l’étoile hôte.

Les résultats présentés dans cette thèse sont un pas dans la direction permettant de résoudre l’identification du processus de formation des compagnons de masse planétaire à grandes séparations. Les résultats du chapitre 3 montrent que ces compagnons semblent provenir de la même distribution que la population de compagnons naines brunes formées par contraction du nuage moléculaire. Notons ici que les efforts faits pour contraindre la distribution de planètes en masses et en séparations ne permettent pas d’identifier une distribution, vu le faible nombre d’objets. En fait, il s’agit de poser une distribution (ici une loi de puissance) et de voir comment les détections dans l’échantillon permettent de contraindre les paramètres de la distribution. En particulier, seulement sept planètes font partie de l’échantillon de l’article présenté au chapitre 3. Ces planètes couvrent un grand intervalle de demi-grand axes, mais elles ont toutes des masses très similaires (entre 7 et $11 M_{\text{Jup}}$). Il est donc difficile d’y identifier une distribution. Cependant, cela place une contrainte sur la distribution en masse, précisément car les observations auraient permis la découverte de planètes ayant des masses inférieures à $10 M_{\text{Jup}}$. Il est donc important de continuer la recherche de planètes géantes à moyennes (10–100 UA) et grandes séparations (>1000 UA), car chaque découverte sera très importante afin de contraindre la distribution de ce genre d’objets. De plus, une meilleure comparaison pourrait être obtenue si les équipes qui travaillent sur les simulations de formation d’étoiles, de naines brunes et de planètes rendaient disponibles les distributions de compagnons calculées par les modèles. Ceci permettrait de faire des liens plus directs entre les observations et les modèles théoriques pour la formation par accrétion de coeur, par instabilité du disque ou par contraction d’un nuage moléculaire.

Les recherches de planètes géantes à grandes séparations pourraient être poursuivies autour d'étoiles confirmées membres d'association jeunes. En effet, avec la sortie du second catalogue de données de la mission astrométrique *Gaia* (Lindgren et al., 2018; Gaia Collaboration et al., 2018), qui apporte de nouvelles mesures de parallaxes très précises pour un grand nombre d'étoiles, de nouvelles associations cinématiques jeunes ont été révélées (Oh et al., 2018) et un certain nombre de candidates ont été confirmées. Ainsi, une recherche de compagnons du type de WEIRD pourrait être entreprise à nouveau pour sonder les couches extérieures des systèmes planétaires de ces étoiles.

Une autre avenue pour la recherche de planètes géantes à grandes séparations pourrait être de cibler les étoiles les plus près du Soleil. Il s'agirait de cibler toutes les étoiles (~ 1000) à l'intérieur 20 pc. Bien que ces étoiles aient des âges variés, leurs planètes, si elles en ont, seraient assez brillantes, à cause de la proximité du système. Cette recherche pourrait être réalisée entièrement en utilisant les données d'archives du télescope WISE (*Wide-field Infrared Survey Explorer*). Les couleurs [3.4] – [4.6] pourraient être mises au profit pour identifier les candidates. De plus, comme ce télescope a observé plusieurs fois le même champ de vu, le mouvement propre des candidates pourra être calculé afin de valider le lien entre l'étoile et celle-ci. Ce genre de candidate serait une cible de choix pour avoir un suivi spectroscopique avec le télescope spatial James Webb.

Évidemment, le but ultime de la technique d'imagerie directe consiste à imager des planètes de type terrestre autour d'étoiles de type solaire. Bien que la technologie actuelle ne permette pas d'imager des planètes si près d'étoiles aussi brillantes, la prochaine génération de télescopes géants pourrait parvenir à imager des planètes de type terrestre autour de naines M à des séparations plus petites que 5 UA. Des instruments comme le *Planetary Systems Imager* sur le *Thirty-Meter Telescope* (TMT) ou le *GMagAO-X* sur le *Giant Magellan Telescope* pourront permettre pour la première fois d'imager en lumière réfléchie les régions internes des systèmes planétaires autour des naines M les plus près du Soleil. Ce genre de planètes permettra de combler l'écart entre les planètes trouvées par vitesse radiale (typiquement à moins de 3 UA) et celles trouvées par imagerie directe (typiquement à plus de 10 UA) afin d'avoir un meilleur portrait de la population d'exoplanètes.

Bibliographie

- Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2012, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 203, 21
- Albert, L. 2006, Ph.D. Thesis, 13
- Albert, L., Artigau, É., Delorme, P., et al. 2011, *The Astronomical Journal*, 141, 203
- Alibert, Y., Pont, F., Baraffe, I., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 506, 391
- Allard, F., Hauschildt, P. H., Alexander, D. R., Tamanai, A., & Schweitzer, A. 2001, *The Astrophysical Journal*, 556, 357
- Allard, F., Hauschildt, P. H., Baraffe, I., & Chabrier, G. 1996, *The Astrophysical Journal Letters*, 465, L123
- Allers, K. N., & Liu, M. C. 2013, *The Astrophysical Journal*, 772, 79
- Artigau, É., Gagné, J., Faherty, J., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 806, 254
- Artigau, É., Biller, B. A., Wahhaj, Z., et al. 2008, in , eprint: arXiv:0809.3012, 70141Z
- Auddy, S., Basu, S., & Valluri, S. R. 2016, *Analytic Models of Brown Dwarfs and the Substellar Mass Limit*
- Bailey, V., Meshkat, T., Reiter, M., et al. 2014, *The Astrophysical Journal Letters*, 780, L4
- Baraffe, I., Chabrier, G., Barman, T. S., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2003, *Astronomy & Astrophysics*, 402, 701
- Baraffe, I., Homeier, D., Allard, F., & Chabrier, G. 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 577, A42
- Barman, T. S., Konopacky, Q. M., Macintosh, B., & Marois, C. 2015, *The Astrophysical Journal*, 804, 61
- Barman, T. S., Macintosh, B., Konopacky, Q. M., & Marois, C. 2011, *The Astrophysical Journal Letters*, 735, L39
- Baron, F., Artigau, É., Rameau, J., et al. 2018, *The Astronomical Journal*, 156, 137
- Baruteau, C., & Masset, F. 2013, *Lecture Notes in Physics*, Berlin Springer Verlag, 861, 201
- Basri, G. 1998, in , 394
- Basri, G., & Brown, M. E. 2006, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 34, 193
- Bate, M. R. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 392, 590
- . 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 419, 3115

- Bate, M. R., Bonnell, I. A., & Bromm, V. 2002, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 332, L65
- Becklin, E. E., & Zuckerman, B. 1988, *Nature*, 336, 656
- Beichman, C., Gelino, C. R., Kirkpatrick, J. D., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 783, 68
- Beichman, C. A., Krist, J., Trauger, J. T., et al. 2010, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 122, 162, arXiv: 1001.0351
- Bell, C. P. M., Mamajek, E. E., & Naylor, T. 2016, *Young Stars & Planets Near the Sun*, 314, 41
- Bell, C. P. M., Murphy, S. J., & Mamajek, E. E. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 468, 1198
- Berger, J. O., Bernardo, J. M., & Sun, D. 2009, *The Annals of Statistics*, 37, 905
- Bertelli Motta, C., Clark, P. C., Glover, S. C. O., Klessen, R. S., & Pasquali, A. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 462, 4171
- Bertin, E. 2010a, *Astrophysics Source Code Library*, ascl:1010.063
- . 2010b, *Astrophysics Source Code Library*, ascl:1010.068
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 117, 393
- Beuzit, J.-L., Feldt, M., Dohlen, K., et al. 2008, in , 701418
- Biller, B. A., Close, L. M., Masciadri, E., et al. 2007, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 173, 143
- Biller, B. A., Liu, M. C., Wahhaj, Z., et al. 2010, *The Astrophysical Journal Letters*, 720, L82
- . 2013, *The Astrophysical Journal*, 777, 160
- Binks, A. S., Jeffries, R. D., & Maxted, P. F. L. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 452, 173
- Blunt, S., Nielsen, E. L., Rosa, D., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 153, 229
- Boss, A. P. 2011, *The Astrophysical Journal*, 731, 74
- Boulade, O., Vigroux, L. G., Charlot, X., et al. 1998, in , 614
- Bowler, B. P. 2016, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 128, 102001
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Kraus, A. L., & Mann, A. W. 2014, *The Astrophysical Journal*, 784, 65
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., & Dupuy, T. J. 2013, *The Astrophysical Journal*, 774, 55
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 753, 142
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Shkolnik, E. L., & Tamura, M. 2015, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 216, 7
- Bowler, B. P., Liu, M. C., Mawet, D., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 153, 18

- Brandeker, A., Jayawardhana, R., Khavari, P., Haisch, Jr., K. E., & Mardones, D. 2006, *The Astrophysical Journal*, 652, 1572
- Brandt, T. D., & Huang, C. X. 2015, *The Astrophysical Journal*, 807, 58
- Brandt, T. D., McElwain, M. W., Turner, E. L., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 794, 159
- Brewer, J. M., Fischer, D. A., & Madhusudhan, N. 2017, *The Astronomical Journal*, 153, 83
- Bromley, B. C., & Kenyon, S. J. 2011, *The Astrophysical Journal*, 735, 29
- Bryan, M. L., Bowler, B. P., Knutson, H. A., et al. 2016, *The Astrophysical Journal*, 827, 100
- Burgasser, A. J., Kirkpatrick, J. D., Reid, I. N., et al. 2003, *The Astrophysical Journal*, 586, 512
- Burningham, B., Leggett, S. K., Homeier, D., et al. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 414, 3590
- Burrows, A., Hubbard, W. B., Lunine, J. I., & Liebert, J. 2001, *Reviews of Modern Physics*, 73, 719
- Burrows, A., Sudarsky, D., & Lunine, J. I. 2003, *The Astrophysical Journal*, 596, 587
- Carson, J., Thalmann, C., Janson, M., et al. 2013, *The Astrophysical Journal Letters*, 763, L32
- Casewell, S. L., Jameson, R. F., & Dobbie, P. D. 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 365, 447
- Cassan, A., Kubas, D., Beaulieu, J.-P., et al. 2012, *Nature*, 481, 167
- Chabrier, G. 2003, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 115, 763
- Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P. 2000, *The Astrophysical Journal*, 542, 464
- Chabrier, G., Baraffe, I., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 2005, *ArXiv Astrophysics e-prints*, arXiv:astro
- Chabrier, G., Baraffe, I., Leconte, J., Gallardo, J., & Barman, T. 2009, in , eprint: arXiv:0810.5085, 102
- Chambers, K., & Team, P.-S. 2018, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*
- Chatterjee, S., Ford, E. B., Matsumura, S., & Rasio, F. A. 2008, *The Astrophysical Journal*, 686, 580
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Dumas, C., et al. 2004, *Astronomy and Astrophysics*, 425, L29
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Zuckerman, B., et al. 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 438, L29
- Chauvin, G., Lagrange, A.-M., Bonavita, M., et al. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 509, A52
- Chauvin, G., Vigan, A., Bonnefoy, M., et al. 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 573, A127

- Chauvin, G., Desidera, S., Lagrange, A.-M., et al. 2017, *Astronomy and Astrophysics*, 605, L9
- Chilcote, J., Pueyo, L., De Rosa, R. J., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 153, 182
- Choquet, É., Pueyo, L., Soummer, R., et al. 2015, *Techniques and Instrumentation for Detection of Exoplanets VII*, 9605, 96051P
- Clanton, C., & Gaudi, S. 2014, *The Astrophysical Journal*, 791, 91, arXiv: 1404.7500
- Cruz, K. L., Kirkpatrick, J. D., & Burgasser, A. J. 2009, *The Astronomical Journal*, 137, 3345
- Cumming, A., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2008, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 120, 531
- Currie, T., Cloutier, R., Debes, J. H., Kenyon, S. J., & Kaisler, D. 2013, *The Astrophysical Journal Letters*, 777, L6
- Currie, T., Daemgen, S., Debes, J., et al. 2014, *The Astrophysical Journal Letters*, 780, L30
- Currie, T. M., Burrows, A. S., Girard, J., et al. 2015, in
- Cushing, M. C., Kirkpatrick, J. D., Gelino, C. R., et al. 2011, *The Astrophysical Journal*, 743, 50
- Cutri, R. M., & et al. 2012, *VizieR Online Data Catalog*, 2311, 0
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., et al. 2003, *VizieR Online Data Catalog*, 2246, 0
- Daddi, E., Dickinson, M., Morrison, G., et al. 2007, *The Astrophysical Journal*, 670, 156
- Daemgen, S., Bonavita, M., Jayawardhana, R., Lafrenière, D., & Janson, M. 2015, *The Astrophysical Journal*, 799, 155
- Daemgen, S., Todorov, K., Quanz, S. P., et al. 2017a, *Astronomy and Astrophysics*, 608, A71
- Daemgen, S., Todorov, K., Silva, J., et al. 2017b, *Astronomy and Astrophysics*, 601, A65
- David, T. J., & Hillenbrand, L. A. 2015, *The Astrophysical Journal*, 804, 146
- de la Reza, R., Torres, C. A. O., Quast, G., Castilho, B. V., & Vieira, G. L. 1989, *The Astrophysical Journal Letters*, 343, L61
- Deacon, N. R., Schlieder, J. E., & Murphy, S. J. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 457, 3191
- Deleuil, M., Deeg, H. J., Alonso, R., et al. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 491, 889
- Delorme, P., Gagné, J., Lannier, J., Lagrange, A. M., & Chauvin, G. 2013a, *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 84, 1013
- Delorme, P., Delfosse, X., Albert, L., et al. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 482, 961, 00101
- Delorme, P., Albert, L., Forveille, T., et al. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 518, A39
- Delorme, P., Gagné, J., Girard, J. H., et al. 2013b, *Astronomy and Astrophysics*, 553, L5

- Dhital, S., West, A. A., Stassun, K. G., & Bochanski, J. J. 2010, *The Astronomical Journal*, 139, 2566
- Dong, S., & Zhu, Z. 2013, *The Astrophysical Journal*, 778, 53
- Duchêne, G., & Kraus, A. 2013, [arXiv:1303.3028 \[astro-ph\]](#)
- Dupuy, T. J., & Liu, M. C. 2012, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 201, 19
- Dupuy, T. J., Liu, M. C., & Leggett, S. K. 2015, *The Astrophysical Journal*, 803, 102
- Dupuy, T. J., Liu, M. C., Allers, K. N., et al. 2018, *The Astronomical Journal*, 156, 57
- Durkan, S., Janson, M., & Carson, J. C. 2016, *The Astrophysical Journal*, 824, 58
- Eggen, O. J. 1992, *The Astronomical Journal*, 104, 1493
- Eikenberry, S., Bandyopadhyay, R., Bennett, J. G., et al. 2012, *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy IV*, 8446, 84460I
- Eisenbeiss, T., Ammler-von Eiff, M., Roell, T., et al. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 556, A53
- Epchtein, N., Deul, E., Derriere, S., et al. 1999, *VizieR Online Data Catalog*, 1, 02002
- ESA. 1997, in
- Faherty, J. K., Bochanski, J. J., Gagné, J., et al. 2018, *The Astrophysical Journal*, 863, 91
- Faherty, J. K., Burgasser, A. J., Cruz, K. L., et al. 2009, *The Astronomical Journal*, 137, 1
- Faherty, J. K., Rice, E. L., Cruz, K. L., Mamajek, E. E., & Núñez, A. 2013, *The Astronomical Journal*, 145, 2
- Faherty, J. K., Riedel, A. R., Cruz, K. L., et al. 2016, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 225, 10
- Fazio, G. G., Hora, J. L., Allen, L. E., et al. 2004, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 154, 10
- Fernandes, R. B., Mulders, G. D., Pascucci, I., Mordasini, C., & Emsenhuber, A. 2018, [arXiv e-prints](#), 1812, [arXiv:1812.05569](#)
- Fischer, D. A., & Valenti, J. 2005, *The Astrophysical Journal*, 622, 1102
- Fontanive, C., Biller, B., Bonavita, M., & Allers, K. 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 479, 2702
- Foreman-Mackey, D., Hogg, D. W., Lang, D., & Goodman, J. 2013, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125, 306, [arXiv: 1202.3665](#)
- Forgan, D., & Rice, K. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 432, 3168
- Fortney, J. J., Marley, M. S., Saumon, D., & Lodders, K. 2008, *The Astrophysical Journal*, 683, 1104
- Freytag, B., Allard, F., Ludwig, H.-G., Homeier, D., & Steffen, M. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 513, A19
- Ftaclas, C., Martín, E. L., & Toomey, D. 2003, in , 521
- Gagné, J., Allers, K. N., Theissen, C. A., et al. 2018a, *The Astrophysical Journal Letters*, 854, L27

- Gagné, J., Burgasser, A. J., Faherty, J. K., et al. 2015a, *The Astrophysical Journal Letters*, 808, L20
- Gagné, J., Lafrenière, D., Doyon, R., Malo, L., & Artigau, É. 2014, *The Astrophysical Journal*, 783, 121
- Gagné, J., Faherty, J. K., Cruz, K. L., et al. 2015b, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 219, 33
- Gagné, J., Mamajek, E. E., Malo, L., et al. 2018b, *The Astrophysical Journal*, 856, 23
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2018, *ArXiv e-prints*, 1804, arXiv:1804.09365
- Gaia Collaboration, Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., et al. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 595, A1
- Galicher, R., Marois, C., Macintosh, B., et al. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 594, A63
- Gauza, B., Béjar, V. J. S., Pérez-Garrido, A., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 804, 96
- Gimeno, G., Roth, K., Chiboucas, K., et al. 2016, in *Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VI*, Vol. 9908 (International Society for Optics and Photonics), 99082S
- Gizis, J. E., Kirkpatrick, J. D., Burgasser, A., et al. 2001, *The Astrophysical Journal Letters*, 551, L163
- Gizis, J. E., Faherty, J. K., Liu, M. C., et al. 2012, *The Astronomical Journal*, 144, 94
- Goldman, B., Marsat, S., Henning, T., Clemens, C., & Greiner, J. 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 405, 1140
- Goldreich, P., & Tremaine, S. 1980, *The Astrophysical Journal*, 241, 425
- Goodman, J., & Weare, J. 2010, *Communications in Applied Mathematics and Computational Science*, 5, 65
- Grether, D., & Lineweaver, C. H. 2006, *The Astrophysical Journal*, 640, 1051
- Habets, G. M. H. J., & Heintze, J. R. W. 1981, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 46, 193
- Haisch, Jr., K. E., Lada, E. A., & Lada, C. J. 2001, *The Astrophysical Journal Letters*, 553, L153
- Hasegawa, Y., & Ida, S. 2013
- Hawley, S. L., Covey, K. R., Knapp, G. R., et al. 2002, *The Astronomical Journal*, 123, 3409
- Heinze, A. N., Hinz, P. M., Kenworthy, M., et al. 2010a, *The Astrophysical Journal*, 714, 1570
- Heinze, A. N., Hinz, P. M., Sivanandam, S., et al. 2010b, *The Astrophysical Journal*, 714, 1551
- Helling, C., Thi, W.-F., Woitke, P., & Fridlund, M. 2006, *Astronomy and Astrophysics*, 451, L9

- Hook, I. M., Jørgensen, I., Allington-Smith, J. R., et al. 2004, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 116, 425, 00290
- Howard, A. W., Marcy, G. W., Johnson, J. A., et al. 2010, *Science*, 330, 653
- Inaba, S., Wetherill, G. W., & Ikoma, M. 2003, *Icarus*, 166, 46
- Ireland, M. J., Kraus, A., Martinache, F., Law, N., & Hillenbrand, L. A. 2011, *The Astrophysical Journal*, 726, 113
- Itoh, Y., Hayashi, M., Tamura, M., et al. 2005, *The Astrophysical Journal*, 620, 984
- Janson, M., Bonavita, M., Klahr, H., et al. 2011, *The Astrophysical Journal*, 736, 89
- Janson, M., Quanz, S. P., Carson, J. C., et al. 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 574, A120
- Janson, M., Brandt, T. D., Moro-Martín, A., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 773, 73
- Jeans James Hopwood, & Darwin George Howard. 1902, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London. Series A, Containing Papers of a Mathematical or Physical Character*, 199, 1
- Jeffries, R. D. 2012, in , eprint: arXiv:1205.2966, 45
- Johnson, J. A., Aller, K. M., Howard, A. W., & Crepp, J. R. 2010, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 122, 905
- Johnston, W. R. 2015, List of Brown Dwarfs
- Jones, H. 2015, *IAU General Assembly*, 22, 2258565
- Kalas, P., Graham, J. R., Chiang, E., et al. 2008, *Science*, 322, 1345
- Kasper, M., Apai, D., Janson, M., & Brandner, W. 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 472, 321
- Kastner, J. H., Zuckerman, B., Weintraub, D. A., & Forveille, T. 1997, *Science*, 277, 67
- Kipping, D. M. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 434, L51
- Kirkpatrick, A., Pope, A., Alexander, D. M., et al. 2012a, *The Astrophysical Journal*, 759, 139
- Kirkpatrick, J. D. 2005, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 43, 195
- Kirkpatrick, J. D., Reid, I. N., Liebert, J., et al. 1999, *The Astrophysical Journal*, 519, 802
- Kirkpatrick, J. D., Cruz, K. L., Barman, T. S., et al. 2008, *The Astrophysical Journal*, 689, 1295
- Kirkpatrick, J. D., Cushing, M. C., Gelino, C. R., et al. 2011, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 197, 19
- Kirkpatrick, J. D., Gelino, C. R., Cushing, M. C., et al. 2012b, *The Astrophysical Journal*, 753, 156
- Kiss, L. L., Moór, A., Szalai, T., et al. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 411, 117
- Konopacky, Q. M., Rameau, J., Duchêne, G., et al. 2016, *The Astrophysical Journal Letters*, 829, L4
- Kraus, A. L., Ireland, M. J., Cieza, L. A., et al. 2014a, *The Astrophysical Journal*, 781, 20

- Kraus, A. L., Ireland, M. J., Martinache, F., & Lloyd, J. P. 2008, *The Astrophysical Journal*, 679, 762
- Kraus, A. L., Shkolnik, E. L., Allers, K. N., & Liu, M. C. 2014b, *The Astronomical Journal*, 147, 146, 00000
- Kumar, S. S. 1963, *The Astrophysical Journal*, 137, 1121
- Kuzuhara, M., Tamura, M., Kudo, T., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 774, 11
- Lachapelle, F.-R., Lafrenière, D., Gagné, J., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 802, 61
- Lafrenière, D., Jayawardhana, R., Janson, M., et al. 2011, *The Astrophysical Journal*, 730, 42
- Lafrenière, D., Jayawardhana, R., & van Kerkwijk, M. H. 2008, *The Astrophysical Journal Letters*, 689, L153
- . 2010, *The Astrophysical Journal*, 719, 497
- Lafrenière, D., Jayawardhana, R., van Kerkwijk, M. H., Brandeker, A., & Janson, M. 2014, *The Astrophysical Journal*, 785, 47
- Lafrenière, D., Marois, C., Doyon, R., Nadeau, D., & Artigau, É. 2007a, *The Astrophysical Journal*, 660, 770
- Lafrenière, D., Doyon, R., Marois, C., et al. 2007b, *The Astrophysical Journal*, 670, 1367
- Lagrange, A.-M., Gratadour, D., Chauvin, G., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 493, L21
- Lannier, J., Delorme, P., Lagrange, A. M., et al. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 596, A83
- Lavie, B., Mendonça, J. M., Mordasini, C., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 91
- Lépine, S., & Simon, M. 2009, *The Astronomical Journal*, 137, 3632
- Lindgren, L., Hernandez, J., Bombrun, A., et al. 2018, arXiv:1804.09366 [astro-ph], arXiv:1804.09366
- Liu, M. C., Dupuy, T. J., Bowler, B. P., Leggett, S. K., & Best, W. M. J. 2012, *The Astrophysical Journal*, 758, 57
- Liu, M. C., Delorme, P., Dupuy, T. J., et al. 2011, *The Astrophysical Journal*, 740, 108
- Liu, M. C., Magnier, E. A., Deacon, N. R., et al. 2013, *The Astrophysical Journal Letters*, 777, L20
- Lodieu, N., Béjar, V. J. S., & Rebolo, R. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 550, L2
- Looper, D. L., Bochanski, J. J., Burgasser, A. J., et al. 2010, *The Astronomical Journal*, 140, 1486
- Luhman, K. L. 2014, *The Astrophysical Journal Letters*, 786, L18
- Luhman, K. L., Burgasser, A. J., & Bochanski, J. J. 2011, *The Astrophysical Journal Letters*, 730, L9
- Luhman, K. L., Burgasser, A. J., Labbé, I., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 744, 135

- Luhman, K. L., Mamajek, E. E., Allen, P. R., Muench, A. A., & Finkbeiner, D. P. 2009, [The Astrophysical Journal](#), 691, 1265
- Luhman, K. L., Wilson, J. C., Brandner, W., et al. 2006, [The Astrophysical Journal](#), 649, 894
- Macintosh, B., Graham, J. R., Ingraham, P., et al. 2014, [Proceedings of the National Academy of Sciences](#), 111, 12661
- Macintosh, B., Graham, J. R., Barman, T., et al. 2015, [Science](#), 350, 64
- Makarov, V. V., & Urban, S. 2000, [Monthly Notices of the Royal Astronomical Society](#), 317, 289
- Malo, L., Doyon, R., Feiden, G. A., et al. 2014, [The Astrophysical Journal](#), 792, 37
- Malo, L., Doyon, R., Lafrenière, D., et al. 2013, [The Astrophysical Journal](#), 762, 88
- Mamajek, E. E. 2007, in , 442
- Mamajek, E. E. 2015, [Proceedings of the International Astronomical Union](#), 10, 21, arXiv:1507.06697
- Mamajek, E. E., Lawson, W. A., & Feigelson, E. D. 1999, [The Astrophysical Journal Letters](#), 516, L77
- Marcy, G., Butler, R. P., Fischer, D., et al. 2005, [Progress of Theoretical Physics Supplement](#), 158, 24
- Marcy, G. W., & Butler, R. P. 2000, [Publications of the Astronomical Society of the Pacific](#), 112, 137
- Marley, M. S., Fortney, J. J., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., & Lissauer, J. J. 2007, [The Astrophysical Journal](#), 655, 541
- Marley, M. S., Saumon, D., Guillot, T., et al. 1996, [Science](#), 272, 1919
- Marois, C., Doyon, R., Racine, R., et al. 2005, [Journal of the Royal Astronomical Society of Canada](#), 99, 130
- Marois, C., Lafrenière, D., Doyon, R., Macintosh, B., & Nadeau, D. 2006, [The Astrophysical Journal](#), 641, 556
- Marois, C., Macintosh, B., Barman, T., et al. 2008, [Science](#), 322, 1348
- Marois, C., Zuckerman, B., Konopacky, Q. M., Macintosh, B., & Barman, T. 2010, [Nature](#), 468, 1080
- Masciadri, E., Mundt, R., Henning, T., Alvarez, C., & Barrado y Navascués, D. 2005, [The Astrophysical Journal](#), 625, 1004
- Masset, F., & Snellgrove, M. 2001, [Monthly Notices of the Royal Astronomical Society](#), 320, L55
- Mayor, M., & Queloz, D. 1995, [Nature](#), 378, 355
- Mayor, M., Marmier, M., Lovis, C., et al. 2011, [arXiv e-prints](#), 1109, arXiv:1109.2497
- McMahon, R. G., Banerji, M., Gonzalez, E., et al. 2013, [The Messenger](#), 154, 35

- Mendigutía, I., Oudmaijer, R. D., Schneider, P. C., et al. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 618, L9
- Meshkat, T., Bailey, V. P., Su, K. Y. L., et al. 2015a, *The Astrophysical Journal*, 800, 5
- Meshkat, T., Kenworthy, M. A., Reggiani, M., et al. 2015b, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 453, 2533
- Meshkat, T., Bailey, V., Rameau, J., et al. 2013, *The Astrophysical Journal Letters*, 775, L40
- Meshkat, T., Mawet, D., Bryan, M. L., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 245
- Messina, S., Desidera, S., Lanzafame, A. C., Turatto, M., & Guinan, E. F. 2011, *Astronomy and Astrophysics*, 532, A10
- Metchev, S. A., & Hillenbrand, L. A. 2004, in , 238
- Metchev, S. A., & Hillenbrand, L. A. 2006, *The Astrophysical Journal*, 651, 1166
- . 2009, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 181, 62
- Metchev, S. A., Heinze, A., Apai, D., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 799, 154
- Meyer, M. R., Adams, F. C., Hillenbrand, L. A., Carpenter, J. M., & Larson, R. B. 2000, *Protostars and Planets IV*, 121
- Meyer, M. R., Amara, A., Reggiani, M., & Quanz, S. P. 2018, *Astronomy and Astrophysics*, 612, L3
- Miles-Páez, P. A., Metchev, S., Luhman, K. L., Marengo, M., & Hulsebus, A. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 262
- Millar-Blanchaer, M. A., Graham, J. R., Pueyo, L., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 811, 18
- Milli, J., Hiben, P., Christiaens, V., et al. 2017, *Astronomy and Astrophysics*, 597, L2
- Mollière, P., & Mordasini, C. 2012, *Astronomy & Astrophysics*, 547, A105
- Montes, D., López-Santiago, J., Gálvez, M. C., et al. 2001, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 328, 45
- Montet, B. T., Crepp, J. R., Johnson, J. A., Howard, A. W., & Marcy, G. W. 2014, *The Astrophysical Journal*, 781, 28
- Montet, B. T., Bowler, B. P., Shkolnik, E. L., et al. 2015, *The Astrophysical Journal Letters*, 813, L11
- Moór, A., Szabó, G. M., Kiss, L. L., et al. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 435, 1376
- Mordasini, C. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 558, A113
- Mordasini, C., Alibert, Y., Benz, W., & Naef, D. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 501, 1161
- Mordasini, C., Alibert, Y., Klahr, H., & Henning, T. 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 547, A111
- Morley, C. V., Fortney, J. J., Marley, M. S., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 756, 172

- Morley, C. V., Marley, M. S., Fortney, J. J., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 787, 78
- Morzinski, K. M., Males, J. R., Skemer, A. J., et al. 2015, *The Astrophysical Journal*, 815, 108
- Mróz, P., Udalski, A., Skowron, J., et al. 2017, *Nature*, 548, 183
- Murphy, S. J., & Lawson, W. A. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 447, 1267
- Murphy, S. J., Lawson, W. A., & Bessell, M. S. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 435, 1325
- Nakajima, T., Oppenheimer, B. R., Kulkarni, S. R., et al. 1995, *Nature*, 378, 463
- Naud, M.-E., Artigau, É., Doyon, R., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 129
- Naud, M.-E., Artigau, É., Malo, L., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 787, 5, 00000
- Nayakshin, S. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 470, 2387
- Neuhäuser, R., & Guenther, E. W. 2004, *Astronomy and Astrophysics*, 420, 647
- Nielsen, E. L., Close, L. M., Biller, B. A., Masciadri, E., & Lenzen, R. 2008, *The Astrophysical Journal*, 674, 466
- Nielsen, E. L., Liu, M. C., Wahhaj, Z., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 776, 4
- Oh, S., Price-Whelan, A. M., Brewer, J. M., et al. 2018, *The Astrophysical Journal*, 854, 138
- Oh, S., Price-Whelan, A. M., Hogg, D. W., Morton, T. D., & Spergel, D. N. 2017, *The Astronomical Journal*, 153, 257
- Padoan, P., & Nordlund, Å. 2004, *The Astrophysical Journal*, 617, 559
- Pecaut, M. J., & Mamajek, E. E. 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 461, 794, arXiv: 1605.08789
- Perryman, M. A. C., Brown, A. G. A., Lebreton, Y., et al. 1998, *Astronomy and Astrophysics*, 331, 81
- Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, *Icarus*, 124, 62
- Poppenhaeger, K., Aucht, K., & Wolk, S. J. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 468, 4018
- Puget, P., Stadler, E., Doyon, R., et al. 2004, *Ground-based Instrumentation for Astronomy*, 5492, 978
- Raghavan, D., McAlister, H. A., Henry, T. J., et al. 2010, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 190, 1
- Rajan, A., Rameau, J., De Rosa, R. J., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 10, arXiv: 1705.03887
- Rameau, J., Chauvin, G., Lagrange, A.-M., et al. 2013a, *The Astrophysical Journal Letters*, 772, L15
- . 2013b, *Astronomy and Astrophysics*, 553, A60
- Rebolo, R., Martin, E. L., Basri, G., Marcy, G. W., & Zapatero-Osorio, M. R. 1996, *The Astrophysical Journal Letters*, 469, L53

- Rebolo, R., Zapatero Osorio, M. R., Madrugá, S., et al. 1998, *Science*, 282, 1309
- Rebolo, R., Zapatero Osorio, M. R., & Martín, E. L. 1995, *Nature*, 377, 129
- Reggiani, M., Meyer, M. R., Chauvin, G., et al. 2016, *Astronomy and Astrophysics*, 586, A147
- Reid, I. N., Cruz, K. L., Kirkpatrick, J. D., et al. 2008, *The Astronomical Journal*, 136, 1290
- Reid, I. N., & Walkowicz, L. M. 2006, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 118, 671
- Rice, W. K. M., & Armitage, P. J. 2003, *The Astrophysical Journal Letters*, 598, L55
- Riedel, A. R., Finch, C. T., Henry, T. J., et al. 2014, *The Astronomical Journal*, 147, 85
- Rodríguez, D. R., Bessell, M. S., Zuckerman, B., & Kastner, J. H. 2011, *The Astrophysical Journal*, 727, 62
- Rodríguez, D. R., Zuckerman, B., Kastner, J. H., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 774, 101
- Sahlmann, J., Segransan, D., Queloz, D., & Udry, S. 2010, *Proceedings of the International Astronomical Union*, 6, 117, arXiv: 1012.1319
- Salpeter, E. E. 1955, *The Astrophysical Journal*, 121, 161
- Santos, N. C., Adibekyan, V., Figueira, P., et al. 2017, *Astronomy and Astrophysics*, 603, A30
- Saumon, D., & Marley, M. S. 2008, *The Astrophysical Journal*, 689, 1327
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., & Maeder, A. 1992, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 96, 269
- Schlaufman, K. C. 2014, *The Astrophysical Journal*, 790, 91
- Schlieder, J. E., Lépine, S., & Simon, M. 2010, *The Astronomical Journal*, 140, 119
- . 2012a, *The Astronomical Journal*, 143, 80
- . 2012b, *The Astronomical Journal*, 144, 109
- Schneider, G., Song, I., Zuckerman, B., et al. 2004, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 11.14
- Schneider, J., Dedieu, C., Le Sidaner, P., Savalle, R., & Zolotukhin, I. 2011, *Astronomy and Astrophysics*, 532, A79
- Scholz, A. 2016, The rotation of brown dwarfs
- Seager, S., & Deming, D. 2010, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 48, 631
- Shkolnik, E., Liu, M. C., & Reid, I. N. 2009, *The Astrophysical Journal*, 699, 649
- Shkolnik, E. L., Allers, K. N., Kraus, A. L., Liu, M. C., & Flagg, L. 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 69
- Shkolnik, E. L., Anglada-Escudé, G., Liu, M. C., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 758, 56
- Shkolnik, E. L., Liu, M. C., Reid, I. N., Dupuy, T., & Weinberger, A. J. 2011, *The Astrophysical Journal*, 727, 6

- Shvonski, A. J., Mamajek, E. E., Meyer, M. R., & Kim, J. S. 2010, in , 428.22
- Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 358, 593
- Silaj, J., & Landstreet, J. D. 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 566, A132
- Sills, A., Pinsonneault, M. H., & Terndrup, D. M. 2000, *The Astrophysical Journal*, 534, 335
- Smart, R. L., Marocco, F., Caballero, J. A., et al. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 469, 401
- Snellen, I. a. G., & Brown, A. G. A. 2018, *Nature Astronomy*
- Soderblom, D. R. 2010, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 48, 581
- Song, I., Zuckerman, B., & Bessell, M. S. 2003, *The Astrophysical Journal*, 599, 342
- Soummer, R., Pueyo, L., & Larkin, J. 2012, *The Astrophysical Journal Letters*, 755, L28
- Soummer, R., Choquet, E., Pueyo, L., et al. 2016, *American Astronomical Society Meeting Abstracts #227*, 227, 137.03
- Spiegel, D. S., Burrows, A., & Milsom, J. A. 2011, *The Astrophysical Journal*, 727, 57
- Stamatellos, D., Hubber, D. A., & Whitworth, A. P. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 382, L30
- Stamatellos, D., & Whitworth, A. P. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 392, 413
- Stephens, D. C., Leggett, S. K., Cushing, M. C., et al. 2009, *The Astrophysical Journal*, 702, 154
- Stevens, D. J., & Gaudi, B. S. 2013, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125, 933
- Stone, J. M., Skemer, A. J., Hinz, P. M., et al. 2018, *The Astronomical Journal*, 156, 286
- Sumi, T., Kamiya, K., Bennett, D. P., et al. 2011, *Nature*, 473, 349
- Tabachnik, S., & Tremaine, S. 2002, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 335, 151
- Thalmann, C., Carson, J., Janson, M., et al. 2009, *The Astrophysical Journal Letters*, 707, L123
- Todorov, K., Luhman, K. L., & McLeod, K. K. 2010, *The Astrophysical Journal Letters*, 714, L84
- Tokovinin, A. 2014, *The Astronomical Journal*, 147, 87
- Tonry, J. L., Stubbs, C. W., Lykke, K. R., et al. 2012, *The Astrophysical Journal*, 750, 99
- Torres, C. A. O., da Silva, L., Quast, G. R., de la Reza, R., & Jilinski, E. 2000, *The Astronomical Journal*, 120, 1410
- Torres, C. A. O., Quast, G. R., Melo, C. H. F., & Sterzik, M. F. 2008, in *Handbook of Star Forming Regions, Volume II*, 757
- Tremblin, P., Amundsen, D. S., Chabrier, G., et al. 2016, *The Astrophysical Journal Letters*, 817, L19

- Tsuji, T., Ohnaka, K., Aoki, W., & Nakajima, T. 1996, *Astronomy and Astrophysics*, 308, L29
- Uyama, T., Hashimoto, J., Kuzuhara, M., et al. 2017, *The Astronomical Journal*, 153, 106
- Veras, D., Crepp, J. R., & Ford, E. B. 2009, *The Astrophysical Journal*, 696, 1600
- Vigan, A., Patience, J., Marois, C., et al. 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 544, A9
- Vigan, A., Bonavita, M., Biller, B., et al. 2017, *Astronomy and Astrophysics*, 603, A3
- Wahhaj, Z., Liu, M. C., Nielsen, E. L., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 773, 179
- Wang, J., Fischer, D. A., Xie, J.-W., & Ciardi, D. R. 2015, *The Astrophysical Journal*, 813, 130
- Wang, J., Mawet, D., Fortney, J. J., et al. 2018a, *The Astronomical Journal*, 156, 272
- Wang, J. J., Graham, J. R., Dawson, R., et al. 2018b, arXiv:1809.04107 [astro-ph], arXiv:1809.04107
- Weinberg, M. D., Shapiro, S. L., & Wasserman, I. 1987, *The Astrophysical Journal*, 312, 367
- Wertz, O., Absil, O., González, G., et al. 2017, *Astronomy and Astrophysics*, 598, A83
- Willing, B. A., Gagné, M., & Allen, L. E. 2008, in *Handbook of Star Forming Regions, Volume II*, 351
- Wolf, C., Onken, C. A., Luvaul, L. C., et al. 2018, *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 35, e010
- Wolszczan, A., & Frail, D. A. 1992, *Nature*, 355, 145
- Zapatero Osorio, M. R., Martín, E. L., Bouy, H., et al. 2006, *The Astrophysical Journal*, 647, 1405
- Zuckerman, B. 2001, *Young Stars Near Earth: Progress and Prospects*, 244, 122
- . 2018
- Zuckerman, B., Bessell, M. S., Song, I., & Kim, S. 2006, *The Astrophysical Journal Letters*, 649, L115
- Zuckerman, B., Rhee, J. H., Song, I., & Bessell, M. S. 2011, *The Astrophysical Journal*, 732, 61
- Zuckerman, B., & Song, I. 2004, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 42, 685
- Zuckerman, B., Song, I., & Bessell, M. S. 2004, *The Astrophysical Journal Letters*, 613, L65
- Zuckerman, B., Song, I., Bessell, M. S., & Webb, R. A. 2001a, *The Astrophysical Journal Letters*, 562, L87
- Zuckerman, B., Song, I., & Webb, R. A. 2001b, *The Astrophysical Journal*, 559, 388
- Zuckerman, B., & Webb, R. A. 2000, *The Astrophysical Journal*, 535, 959

