

Université de Montréal

**Nouvelles étoiles candidates membres d'associations
jeunes locales**

par

Olivier R. Loubier

Département de physique
Faculté des arts et des sciences

Mémoire présenté à la Faculté des études supérieures
en vue de l'obtention du grade de
Maître ès sciences (M.Sc.)
en physique

19 décembre 2017

Université de Montréal

Faculté des études supérieures

Ce mémoire intitulé

Nouvelles étoiles candidates membres d'associations jeunes locales

présenté par

Olivier R. Loubier

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes :

Gilles Fontaine

(président-rapporteur)

René Doyon

(directeur de recherche)

Daniel Nadeau

(membre du jury)

Mémoire accepté le

30 janvier 2018

SOMMAIRE

L'identification et la recherche d'objets jeunes ont des retombées importantes dans plusieurs domaines de l'astrophysique. La recherche et l'imagerie directe d'exoplanètes sont grandement simplifiées pour des systèmes jeunes, car le rapport de luminosité entre l'étoile jeune hôte et ses planètes, qui dégagent encore de la radiation thermique, est inférieur aux systèmes plus âgés. De plus, avoir une banque d'objets jeunes permet de contraindre et préciser les modèles évolutifs. Enfin, une population importante d'objets jeunes connus permet de préciser la fonction de masse initiale, surtout dans le domaine des faibles masses où elle n'est pas bien contrainte.

Ce mémoire présente une recherche d'étoiles jeunes à partir du sous-ensemble *Tycho-Gaia Astrometric Solution* qui regroupe environ 2 millions d'objets, paru dans les premières données de la mission **GAIA** (*Global Astrometric Interferometer for Astrophysics*). À l'aide de l'outil **BANYAN- Σ** (*Bayesian Analysis for Nearby Young AssociatioNs*) et d'un diagramme couleur magnitude, nous avons recherché des étoiles jeunes à partir de 250 000 cibles ayant une mesure de vitesse radiale disponible dans la littérature. Le résultat final est un ensemble de 42 étoiles tardives potentiellement jeunes ayant toutes une probabilité d'association supérieure à 90% à un groupe en deçà de 60 Mpc et avec une luminosité significativement plus élevée que les étoiles vieilles de même couleur sur la séquence principale.

Finalement, à partir des nouvelles probabilités d'associations Bayésiennes et des mesures de largeur équivalente d'absorption du lithium, disponibles pour 25 candidates, leur statut au sein de leurs associations respectives a pu être modifié ou confirmé. Cette étude présente 10 nouvelles étoiles, n'ayant jamais été associées, appartenant aux nouvelles associations formant la région de formation stellaire Scorpius-Centaurus. Nous trouvons aussi 13 nouvelles membres *bona fides*.

Mots clés : Étoiles jeunes, groupes cinématiques locaux, BANYAN- Σ

SUMMARY

The search for young objects is crucial for several fields of astrophysics. Searching for and directly imaging exoplanets is simplified for young systems as the luminosity ratio between the young host star and its orbiting planets, that still emit thermal radiation when young, is inferior less than for older systems. Moreover, constraining and refining stellar evolutionary models require a large number of known young stars. Finally, a large population of young objects is critical for constraining the initial mass function, especially in the low-mass regime.

This thesis presents a search for young stars from a subset sample of the Tycho-Gaia Astrometric Solution comprising nearly 2 million objects, included in the first data release of the **GAIA** mission (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics). With the **BANYAN- Σ** (Bayesian Analysis for Nearby Young AssociatioNs) and a colour magnitude diagram, we searched for young stars from 250,000 targets with known radial velocity. The result is a list of 42 potentially young late stars, all with association probability greater than 90% for groups younger than 60 Myr and with a luminosity significantly higher than old stars of the same colour on the main sequence.

Finally, from their new Bayesian association probabilities and their lithium absorption equivalent width, available for 25 candidates, their status within their respective associations was revised. This study presents 10 new stars, never before associated, belonging to the co-moving groups forming the region known as Scorpius-Centaurus. We also find 13 new *bona fides* members.

Keywords: Young stars, local co-moving groups, BANYAN- Σ

Table des matières

| | |
|---|------|
| Sommaire | iii |
| Summary | v |
| Liste des tableaux | ix |
| Table des figures | xi |
| Dédicaces | xvii |
| Remerciements | 1 |
| Chapitre 1. Introduction | 3 |
| 1.1. Contexte théorique..... | 3 |
| 1.1.1. Du milieu interstellaire aux étoiles..... | 3 |
| 1.1.2. La fonction de masse initiale..... | 6 |
| 1.1.3. Environnement solaire..... | 9 |
| 1.1.4. Les naines brunes..... | 10 |
| 1.1.5. Les principales phases d'évolution d'une étoile..... | 11 |
| 1.1.6. Formation des planètes..... | 13 |
| 1.2. Étoiles jeunes..... | 20 |
| 1.2.1. Intérêts..... | 20 |
| 1.2.2. Indicateurs d'âge..... | 21 |
| 1.2.3. Associations jeunes et groupes cinématiques..... | 24 |
| 1.3. Ce travail..... | 25 |
| Chapitre 2. Nouvelles étoiles candidates membres d'associations jeunes locales | 27 |
| 2.1. Introduction..... | 29 |
| 2.2. BANYAN- Σ : A new tool for finding young stars..... | 30 |
| 2.3. Input sample..... | 32 |

| | |
|---|-----------|
| 2.4. Selection criteria..... | 33 |
| 2.5. Results..... | 35 |
| 2.6. Discussion..... | 41 |
| 2.6.1. Associations added in BANYAN- Σ | 41 |
| 2.6.2. Associations present in BANYAN I and II..... | 45 |
| 2.7. Conclusion..... | 46 |
| Chapitre 3. Conclusion..... | 49 |
| Bibliographie..... | 51 |

Liste des tableaux

| | | |
|-------|--|----|
| 1. I | Distribution des objets célestes en-deçà de 10 pc du Soleil..... | 9 |
| 1. II | Taux d'occurrence de plusieurs types de planètes en fonction de la période maximale..... | 20 |
| 2. I | Properties of considered associations..... | 34 |
| 2. II | Candidates..... | 37 |

Table des figures

| | | |
|-----|--|---|
| 1.1 | Carte de la région de formation stellaire du Cygne dans l'émission de ^{13}CO 1 \rightarrow 0 avec l'intensité codée en couleur. Les croix marquent les régions d'HII thermique et les régions de formation stellaire DR21 et S106 sont indiquées. Image tirée de Schneider et al. (2011) | 4 |
| 1.2 | Représentation schématique de la formation d'un groupe d'étoile dans un nuage moléculaire dense. 1) Les turbulences créent une hiérarchie de fragments. 2) Le nuage entier se contracte et les fragments individuels s'effondrent pour former des étoiles. 3) Les fragments individuels s'effondrent pour former des étoiles. 4) Dans des amas denses, les fragments peuvent fusionner en s'effondrant. Ils contiennent alors plusieurs protoétoiles. 5) Dans les amas denses, la croissance compétitive de masse est importante. 6) Dans les amas denses, les interactions à N-corps influencent la croissance de masse. 7) Les objets de faible masse peuvent être éjectés et l'accrétion cesse. 8) La rétroaction cesse la formation d'étoile. 9) On obtient au final des groupes d'étoiles et possiblement des régions HII. Tirée de Charbonnel et al. (2011) .. | 5 |
| 1.3 | Diagramme Hertzsprung-Russell (HR) des 22000 étoiles du catalogue Hipparcos et de 1000 étoiles du catalogue Gliese. En plus de retrouver le diagramme HR (axe gauche et axe supérieur), on retrouve sa contrepartie observationnelle, le diagramme couleur magnitude (DCM) (axe droit et axe inférieur). On y retrouve toutes les étapes importantes de la vie d'une étoile, indiquées en violet. Figure créée par Richard Powell (2006). Permission d'être diffusée sur Wikipédia [CC BY-SA 2.5]..... | 7 |
| 1.4 | Logarithme du nombre d'étoiles en fonction du logarithme de la masse pour plusieurs FMI. On retrouve ici les FMI de Salpeter (1955) , de Kroupa (2001) et de Chabrier (2003, 2005) . Pour des masses inférieures à $1 M_{\odot}$, toutes suivent les travaux de Salpeter : La FMI est une loi de puissance avec un paramètre $\alpha = -2.35$. Cependant pour les travaux plus récents, on trouve un maximum entre $0.1 M_{\odot}$ et $1 M_{\odot}$. Figure tirée de Chabrier (2005) | 8 |

| | | |
|-----|---|----|
| 1.5 | Évolution de la luminosité d'étoiles de faible masse et d'objets sous-stellaires, de métallicité solaire, en fonction du temps. Les courbes rouges représentent les planètes, les vertes sont les naines brunes et les bleus, les étoiles. Il faut cependant noter que les couleurs sont attribuées selon le brûlage de deutérium et d'hydrogène, donc la distinction entre les trois catégories doit être considérée légèrement arbitraire. Les points dorés représentent le moment où la moitié du deutérium est brûlée, les points magenta représentent la même chose, mais pour le lithium. Figure tirée de Burrows et al. (2001)..... | 11 |
| 1.6 | Évolution des magnitudes absolues de planètes de masses 1, 2, 5, 10 M_{Jup} pour les modèles DC en rouge et DF en bleu pour les bandes J, H, K, L', M et N. Figure tirée de Spiegel & Burrows (2012)..... | 18 |
| 1.7 | (A) Répartition de la période orbitale des exoplanètes connues en fonction de leur masse. La distribution se répartit en trois sections principales. La zone correspondant aux courtes périodes et masses faibles représente les planètes rocheuses. En augmentant ces deux paramètres, on retrouve les géantes gazeuses à grande séparation. Finalement, la dernière section regroupe les Jupiters chaudes. (B) Répartition de la période orbitale des exoplanètes connues en fonction de leur rayon. Contrairement à la figure (A), on retrouve deux sections dans cette figure. Les faibles masses sont les planètes terrestres et au-dessus, les géantes gazeuses. Figures réalisées sur http://exoplanets.org/ en date du 27 juin 2017..... | 19 |
| 1.8 | Test de lithium. Les lignes pleines représentent des courbes de refroidissement calculées à partir des modèles de Baraffe et Chabrier. La zone rouge est celle où le lithium est brûlé à 99%. La zone verte représente la région où une observation de lithium garanti qu'il s'agit d'un objet sous-stellaire. Dans la région rouge/bleue, un test de lithium pour déterminer si l'objet est sous-stellaire donnera un faux positif, alors que dans la région bleu, il est impossible de distinguer entre une étoile et une naine brune. Figure tirée de Basri (2000). | 22 |
| 1.9 | Position céleste des candidates du <i>Bayesian All-Sky Survey</i> (BASS), comparées aux membres <i>bona fide</i> des AJs considérées dans Gagné et al. (2014). Figure tirée de Gagné et al. (2014)..... | 24 |
| 2.1 | Colour magnitude diagram (M_G vs G-J) for the TGAS subset of GAIA DR1. Photometric data come from a match between TGAS and 2MASS. The dashed and full lines correspond to the main sequence ($\pm 1\sigma$), the latter being | |

| | | |
|-----|---|----|
| | an extrapolation and the other a Gaussian fit on the absolute magnitude in G band distribution. For comparison, the red dots are isochrones using BT-Settl physics from the Phoenix atmosphere simulator for stars later than the sun, taken at age 10 Gyr, their masses ranging from 0.075 to 0.9 M_{\odot} | 35 |
| 2.2 | Colour magnitude diagram for <i>bona fide</i> members of associations younger than 60 Myrs. The blue dots are EPSC, TWA, USCO, ETAC, LCC and UCL, the red ones are THOR, BPMG and OCT, and the grey ones are IC2602, IC2391, COL, CAR, THA and PL8. As in figure 2.1, the dark full and dashed lines are the old sequence and its $\pm 1\sigma$ envelope and the blue line is the threshold used to cut the giants from the sample. Only 21 of the 685 <i>bona fide</i> members are excluded because of the giants threshold. The added red dashed line represents the lower-limit on colour index. It is set at $G-J=1.3$. As shown on this figure, the absolute magnitude in G band for later-type objects ($> K0$, $G-J > 1.3$) is above the 1σ limit of the main sequence, but it is less obvious for bluer objects. | 36 |
| 2.3 | Colour magnitude diagram for the 42 candidates listed in table 2. II. Because of the selection process described in section 2.4, they are all above the 1σ limit of the old sequence (top dark dashed and full line), under the giant threshold (blue line) and have $G-J \geq 1.3$. Most candidates are several standard deviations above the old sequence, meaning that they are much brighter in G band than the bulk of the non-giant TGAS sample. | 39 |
| 2.4 | Luminosity excess for the remaining considered YMGs (coloured box) and the candidates presented in table 2. II (dark stars). Because the LEI can only be determined when $1.3 \leq G-J \leq 2.75$, many <i>bona fide</i> members were cut and eventually, some YMGs were altogether removed from this figure. For the others, the boxes' limits represents the extreme of the remaining <i>bona fide</i> members LEI distribution, the mean of it shown with a filled dot. The OCT association was added to the figure, even though all of its members were excluded, to show the association of its candidates. Finally, the grey dashed line represents the mean LEI of the old sequence's upper 1σ limit with $1.3 \leq G-J \leq 2.75$. Even though one candidate of OCT is under this line, it is really above the local upper 1σ limit. | 40 |
| 2.5 | Evolution of the lithium absorption line's equivalent width in time for objects between spectral types F2 and M0 and for various cluster ages. This | |

figure shows that Li EW tends to narrow with age and for greater effective temperatures. This trend is presented by tracing the Li EW in relation to the effective temperature, or spectral type, for 9 clusters or YMGs and for WTTS, their age ranging from under 5 Myr to 4 Gyr. Figure courtesy of Eric Mamajek.

42

DÉDICACES

À Guylaine et David

REMERCIEMENTS

Tout d'abord, je tiens à remercier mon directeur de recherche, René. D'abord, de m'avoir accepté comme étudiant et ensuite, de m'avoir accompagné tout au long de cette aventure, qui ma foi, fut remplie d'obstacles inattendus. Merci de ta patience, de ta compréhension et de ton précieux temps.

Je tiens de plus à remercier Jonathan et Lison pour leurs précieux conseils tant sur la recherche d'étoiles jeunes que sur la programmation.

Malgré mes exceptionnelles présences au bureau, merci à Geneviève, Marie-Ève et Jonathan de votre support direct et parfois indirect dans la poursuite de ce projet.

Merci, Sarah, de m'avoir accompagné au travers de cette aventure sinueuse, d'avoir été présente dans les hauts comme dans les bas, d'avoir su quoi dire quand le moral n'y était plus. Merci aussi à ma belle-famille, Lynn, Rock, Florence et Charles, pour votre soutien.

Finalement, sans mes parents, Guylaine et David, rien de tout cela n'aurait été possible. Merci du support que vous m'avez apporté tout au long de mes études et de mes projets. Vous avez toujours été là pour moi, dans les meilleurs moments comme dans les pires et je vous en suis éternellement reconnaissant, même si je ne le laisse pas toujours savoir. Merci.

Chapitre 1

INTRODUCTION

1.1. CONTEXTE THÉORIQUE

1.1.1. Du milieu interstellaire aux étoiles

Aussi surprenant que cela puisse l'être, toute la matière qui nous entoure a la même origine. Que l'on parle d'étoiles (0.08 à 150 M_{\odot}), de naines brunes (~ 0.01 à $0.07 M_{\odot}$ ou 13 à 75 M_{Jup} , Dantona & Mazzitelli, 1985) ou de planètes ($< 13 M_{Jup}$), la matière servant à former ces objets provient initialement du milieu interstellaire (MIS). Le MIS représente approximativement 10 à 15% de la masse de notre galaxie, la Voie lactée, et, en fraction de nombre, est composé à 90.8% d'hydrogène, 9.1% d'hélium et 0.12% d'éléments plus lourds que les astronomes réfèrent communément à des métaux (Ferriere, 2001).

La formation des objets mentionnés précédemment débute par l'effondrement de nuages moléculaires formés au sein du MIS. La figure 1.1 montre la morphologie typique d'un nuage moléculaire dans le MIS. Typiquement, la densité du MIS varie de 10^{-2} à 50 atomes d'H par cm^3 , dépendamment du milieu, alors que dans les nuages moléculaires, la densité peut atteindre 10^6 cm^{-3} (Ferriere, 2001). Ces zones de haute densité sont formées par des turbulences supersoniques dont l'origine n'est pas encore comprise. Par contre, la formation de ces zones de matière dense a deux conséquences importantes : la matière passe sous forme moléculaire et les nuages moléculaires peuvent s'effondrer.

Lorsque la densité est suffisamment élevée, la matière peut se protéger des effets du champ de radiation interstellaire et peut former des molécules (Charbonnel et al., 2011). Éventuellement, la densité ainsi que l'énergie potentielle gravitationnelle contribuent à vaincre la pression interne du gaz et rendre le nuage instable. Selon le théorème du viriel, l'équilibre hydrostatique est atteint lorsque,

$$2K + U = 0, \tag{1.1.1}$$

où K est l'énergie cinétique interne du nuage et U son énergie potentielle gravitationnelle. Le critère d'instabilité de Jeans découlant des travaux de Sir James Jeans (Jeans, 1902) stipule

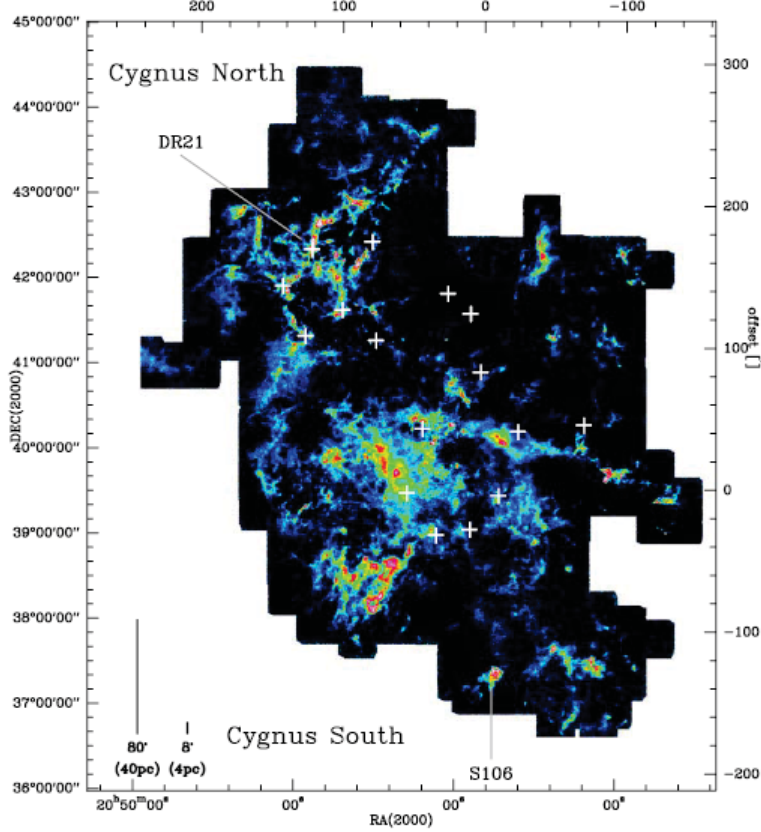


FIGURE 1.1. Carte de la région de formation stellaire du Cygne dans l'émission de $^{13}\text{CO } 1\rightarrow 0$ avec l'intensité codée en couleur. Les croix marquent les régions d'HII thermique et les régions de formation stellaire DR21 et S106 sont indiquées. Image tirée de Schneider et al. (2011).

qu'un effondrement spontané est enclenché lorsque,

$$M_n > M_J, \quad (1.1.2)$$

où

$$M_J = \left(\frac{5k_B T}{G \mu m_H} \right)^{3/2} \left(\frac{3}{4\pi \rho_0} \right)^{1/2} \quad (1.1.3)$$

est la masse de Jeans. Dans les équations 1.1.2 et 1.1.3, M_n est la masse du nuage, T sa température, μ le poids moléculaire moyen, m_H la masse d'un atome d'hydrogène et ρ_0 la densité du nuage. Un nuage interstellaire ayant une masse supérieure à la masse de Jeans ne respecte plus les conditions d'équilibre du théorème du viriel et s'effondre. L'effondrement d'un nuage est en chute libre, il est donc possible d'estimer le temps de chute libre (t_{cl}).

$$t_{cl} = \left(\frac{3\pi}{32G\rho_0} \right)^{1/2} \quad (1.1.4)$$

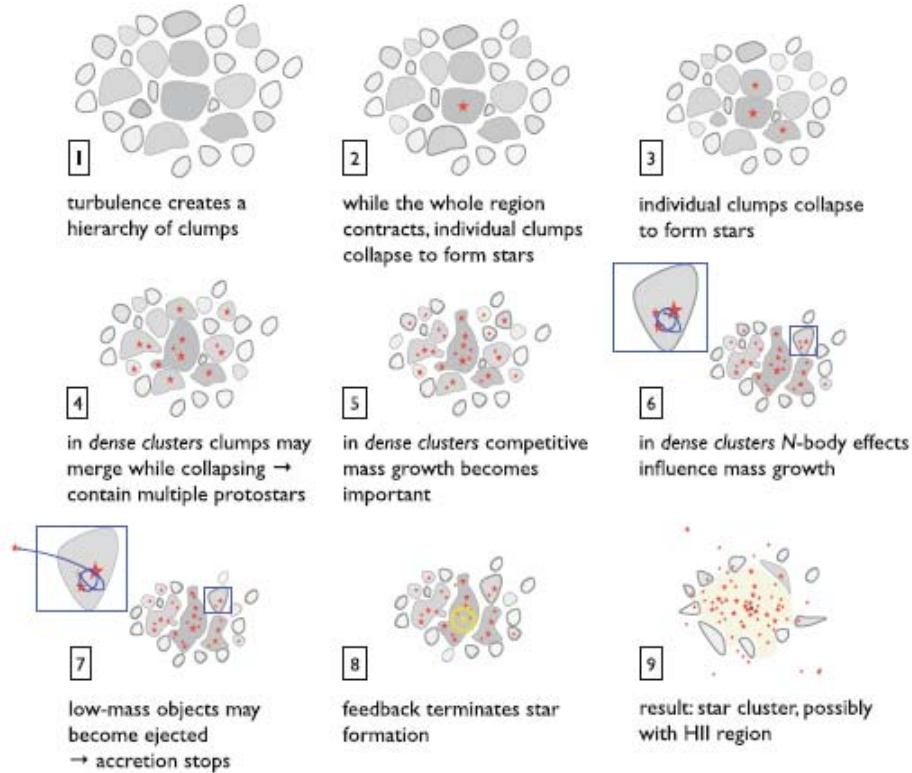


FIGURE 1.2. Représentation schématique de la formation d'un groupe d'étoile dans un nuage moléculaire dense. 1) Les turbulences créent une hiérarchie de fragments. 2) Le nuage entier se contracte et les fragments individuels s'effondrent pour former des étoiles. 3) Les fragments individuels s'effondrent pour former des étoiles. 4) Dans des amas denses, les fragments peuvent fusionner en s'effondrant. Ils contiennent alors plusieurs protoétoiles. 5) Dans les amas denses, la croissance compétitive de masse est importante. 6) Dans les amas denses, les interactions à N -corps influencent la croissance de masse. 7) Les objets de faible masse peuvent être éjectés et l'accrétion cesse. 8) La rétroaction cesse la formation d'étoile. 9) On obtient au final des groupes d'étoiles et possiblement des régions HII. Tirée de Charbonnel et al. (2011).

Le temps de chute libre est défini comme le temps nécessaire pour que le rayon d'un nuage sphérique s'effondrant atteigne zéro. Il est intéressant de remarquer que t_{cl} dépend seulement de la densité initiale du milieu.

La figure 1.2 résume schématiquement le processus d'effondrement d'un nuage moléculaire pour former des étoiles. Comme l'équation 1.1.4 l'indique, plus une région est dense, plus elle s'effondre rapidement et comme la densité au sein d'un nuage moléculaire n'est pas uniforme à cause des turbulences supersoniques, lorsqu'il commence à s'effondrer, il se fragmente en une hiérarchie de fragments. C'est ce qu'on appelle la fragmentation gravoturbulente (Charbonnel et al., 2011).

Lorsqu'un nuage s'effondre, les densités moyenne et locale augmentent. Les premières étoiles à se former proviennent des inhomogénéités de densité au sein des fragments de nuages moléculaires. Celles-ci peuvent atteindre le critère de Jeans et s'effondrer plus rapidement que le nuage entier. On les appelle alors nuages protostellaires. La fin de la formation stellaire survient lorsqu'une étoile atteint la masse de $10 M_{\odot}$. Elle commence à ioniser le gaz autour d'elle et enveloppe le nuage entier dans une zone de gaz chaud et raréfié (Charbonnel et al., 2011).

Plus précisément, un nuage protostellaire devient une étoile lorsqu'il est assez dense et chaud pour déclencher des réactions de fusion nucléaire. Initialement, l'effondrement d'un nuage moléculaire est un processus isotherme, la densité du gaz est insuffisante pour opacifier les couches extérieures, laissant échapper la radiation. Il vient un point où la densité devient suffisante pour opacifier la région centrale. La radiation est alors transformée en énergie thermique. Le noyau sera qualifié de protoétoile lorsque la température pourra ioniser l'hydrogène atomique et dissocier l'hydrogène moléculaire. Comme mentionné précédemment, la protoétoile continuera d'accréter la matière autour d'elle. L'opacité augmentera encore, haussant ainsi la température, et la luminosité restera constante. L'étoile développe un équilibre hydrostatique lorsque les conditions nécessaires au déclenchement du brûlage du deutérium sont atteintes ($T \sim 10^6$ K).

L'équilibre hydrostatique cesse la chute libre de la protoétoile et elle subit alors une contraction de Kelvin-Helmholtz (KH). Les couches extérieures se refroidissent, la pression interne chute, la protoétoile se contracte et la température en son coeur augmente. La contraction de KH étant plus lente que la chute libre, le taux de conversion d'énergie potentielle gravitationnelle en luminosité diminue, rendant l'étoile moins brillante. De plus, comme la température effective continue d'augmenter, l'opacité des couches extérieures de la protoétoile devient dominée par l'ion H^{-} , déclenchant éventuellement la convection. La protoétoile s'engage alors sur la séquence d'Hayashi.

Durant cette séquence, la forte opacité des couches supérieures fera chuter la luminosité alors que la température effective continuera d'augmenter, jusqu'à l'apparition d'un coeur radiatif croissant. Lorsque la zone radiative atteint les couches supérieures, la luminosité commence à remonter tranquillement et les réactions nucléaires de fusion commencent. Pour l'instant, seuls les cycles CNO et les étapes de la première chaîne proton-proton (PP1), convertissant 1^1_1H en 3^2_2He , sont déclenchées. Finalement, la variation de température étant grande entre le coeur et les couches supérieures, la région interne devient convective à son tour et prend alors de l'expansion. La naissance d'une étoile est souvent définie comme l'entrée sur la séquence principale d'âge zéro, SPAZ¹, qui est caractérisée par le brûlage de l'hydrogène dans les régions centrales par les cycles CNO et la chaîne PP1.

1. La SPAZ se retrouve au même endroit que la séquence principale, *main sequence*, sur la figure 1.3.

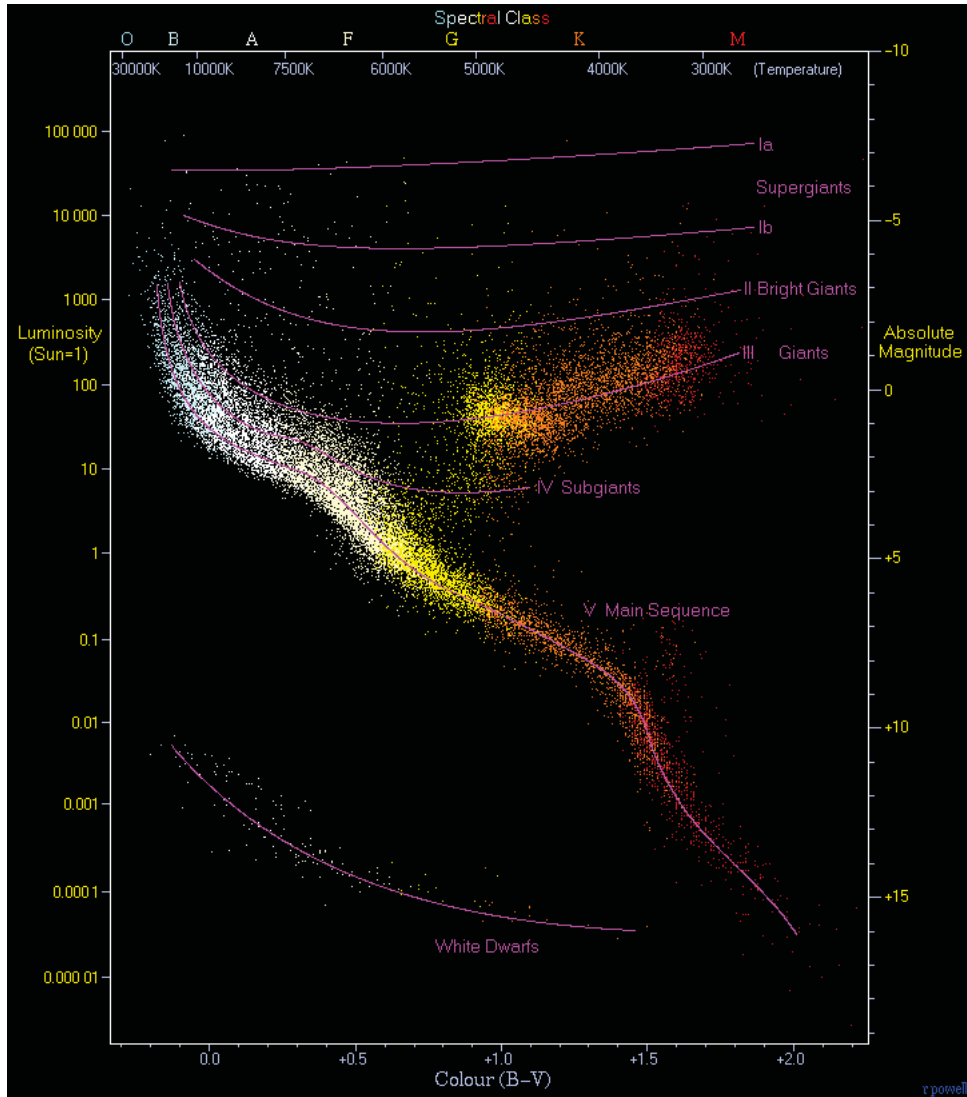


FIGURE 1.3. Diagramme Hertzsprung-Russell (HR) des 22000 étoiles du catalogue Hipparcos et de 1000 étoiles du catalogue Gliese. En plus de retrouver le diagramme HR (axe gauche et axe supérieur), on retrouve sa contrepartie observationnelle, le diagramme couleur magnitude (DCM) (axe droit et axe inférieur). On y retrouve toutes les étapes importantes de la vie d'une étoile, indiquées en violet. Figure créée par Richard Powell (2006). Permission d'être diffusée sur Wikipédia [CC BY-SA 2.5].

1.1.2. La fonction de masse initiale

Si on porte en histogramme la distribution de masse des objets engendrés par l'effondrement d'un nuage moléculaire, on obtient la fonction de masse initiale (FMI). Bien entendu, il est difficile de déterminer avec précision la masse d'une étoile, sauf si elle est membre d'un système multiple. Il faut donc déterminer la FMI par un moyen indirect.

Tout d’abord, il faut déterminer la fonction de luminosité actuelle (FLA), c’est-à-dire la distribution des étoiles par unité de magnitude absolue et par unité de volume. Comme dans les travaux de Reid et al. (2002, 2004), il faut un recensement complet de la luminosité et de la distance des objets stellaires et sous-stellaires. Ensuite, à l’aide d’une relation masse-luminosité, il est possible d’obtenir la fonction de masse actuelle (FMA). Finalement, on relie la FMA à la FMI à l’aide du taux de formation stellaire, pour estimer la fraction d’étoiles ayant terminé leur vie.

On doit la première étude de la FMI à Edwin E. Salpeter en 1955. À l’aide de la FLA et de la relation masse-luminosité de l’époque, Salpeter put déterminer la FMA et ensuite la relier à la FMI en supposant un taux de formation stellaire constant. Il détermina alors que la FMI est une loi de puissance (Salpeter, 1955).

Avec l’amélioration des modèles évolutifs, des relations masse-luminosité et des recensements d’étoiles, la FMI s’est beaucoup précisée. Chabrier (2005) propose une combinaison des travaux de Miller & Scalo (1979), qui avancent une loi log-normale, et la loi de puissance de Salpeter :

$$\xi(\log m) = \begin{cases} A \exp -\frac{(\log m - \log m_c)^2}{2\sigma^2}, & m \leq 1M_\odot \\ B m^{1-\alpha}, & m > 1M_\odot \end{cases} \quad (1.1.5)$$

où A et B sont des constantes de normalisation, $\sigma = 0.55$, $\alpha = -2.35$ et m_c est la masse correspondante au maximum de la FMI.

Sur la figure 1.4, on peut remarquer que Salpeter n’avait pas tort pour les étoiles plus massives que $1 M_\odot$. Par contre, les travaux plus récents montrent que la FMI aurait un maximum entre $0.1 M_\odot$ et $1 M_\odot$.

La détermination de la FMI comporte quelques défis. Tout d’abord, les systèmes multiples non résolus viennent fausser le décompte lorsqu’ils sont comptés comme des étoiles simples. Les travaux de Chabrier (Chabrier, 2003, 2005) mettent en évidence le déplacement du maximum de la FMI. La courbe pleine sur la figure 1.4 représente la FMI locale en tenant compte de la multiplicité des cibles. On retrouve un maximum autour de $0.2 M_\odot$ alors que dans le cas des systèmes multiples non résolus, le maximum est à $0.1 M_\odot$ (Chabrier, 2003). Bien qu’il a été montré que la majorité des étoiles sont simples (2/3 des étoiles sur la séquence principale ; Lada, 2006, de 80% pour $M < 0.1 M_\odot$ à 20% pour $M > 16 M_\odot$; Duchêne & Kraus, 2013), il est important de tenir compte de ce facteur pour déterminer le maximum de la FMI.

Caractériser la FMI dans le régime des faibles masses ($< 0.3 M_\odot$) est un travail plus ardu. Premièrement, les objets moins massifs sont sous-représentés dans les recensements, dû aux limitations technologiques. Deuxièmement, les modèles évolutifs et les relations masse-luminosité des naines brunes ne sont pas aussi précis que pour les étoiles. Donc, même si elles étaient bien représentées dans la FLA, la détermination de la FMA et de la FMI ne serait

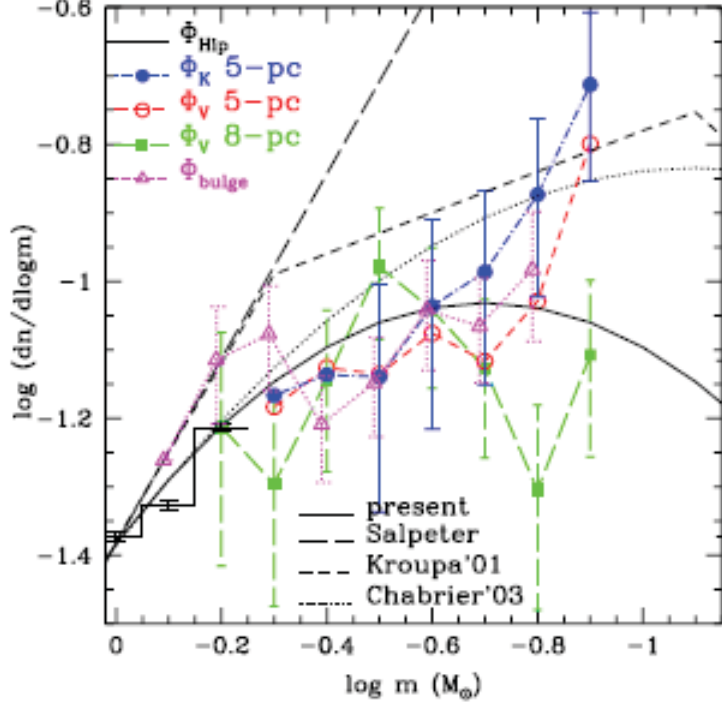


FIGURE 1.4. Logarithme du nombre d'étoiles en fonction du logarithme de la masse pour plusieurs FMI. On retrouve ici les FMI de Salpeter (1955), de Kroupa (2001) et de Chabrier (2003, 2005). Pour des masses inférieures à $1 M_{\odot}$, toutes suivent les travaux de Salpeter : La FMI est une loi de puissance avec un paramètre $\alpha = -2.35$. Cependant pour les travaux plus récents, on trouve un maximum entre $0.1 M_{\odot}$ et $1 M_{\odot}$. Figure tirée de Chabrier (2005).

pas précise. Finalement, il existe d'autres biais importants qui viennent affecter l'évaluation de la FMI comme celui de Lutz-Kelker, qui sous-estime les distances d'un ensemble d'étoiles (Lutz & Kelker, 1973).

1.1.3. Environnement solaire

L'environnement solaire, mieux connu sous le nom de Bulle Locale est une zone de basse densité en HI, asymétrique autour du Soleil, s'étendant de 15 pc à 200 pc de notre étoile (Frisch & York, 1983).

Les données présentées dans le tableau 1. I présentent la répartition des étoiles dans une sphère de 10 pc de rayon, centrée sur le Soleil. Ces données proviennent de l'équipe *REsearch Consortium On Nearby Stars (RECONS)*². Cette zone est composée en majorité ($\sim 80\%$) d'objets tardifs de faible masse (K, M, L et T). Par contre, même si ces étoiles sont abondantes et permettraient de préciser la forme de la FMI, elles sont difficiles à observer. La présence de ces objets a été mise en évidence par le lancement de télescopes comme Hipparcos, oeuvrant dans l'optique (Perryman et al., 1997), tandis que des missions oeuvrant dans l'infrarouge

2. <http://www.recons.org>

TABLEAU 1. I. Distribution des objets célestes en-deçà de 10 pc du Soleil

| | N.B. | O | B | A | F | G | K | M | L | T | P |
|-----------------|------|-----|-----|-----|-----|-----|------|------|-----|-----|-----|
| Nombre d'objets | 20 | 0 | 0 | 4 | 6 | 20 | 44 | 248 | 5 | 10 | 19 |
| % | 5.3 | 0.0 | 0.0 | 1.1 | 1.6 | 5.3 | 11.7 | 66.0 | 1.3 | 2.7 | 5.1 |

Dans le tableau ci-dessus, N.B. sont les naines blanches, P sont les planètes connues, excluant le système solaire, et les autres étoiles sont représentées par leurs types spectraux, allant de O à T. Les données présentées ci-dessus sont tirées du *Census of objects nearer than 10 parsecs (RECONS)*, disponibles à <http://www.recons.org/census.posted.htm>. La dernière mise à jour de la page date du 01/01/2012. Page consultée le 12/12/2017.

comme le *Two Micron All-Sky Survey (2MASS)* ; Skrutskie et al., 2006), le *Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky (DENIS)* ; Epchtein et al., 1997) et le *Wide-Field Infrared Survey Explorer (Wise)* ; Wright et al., 2010) permirent d'identifier plusieurs naines brunes.

L'environnement solaire est constitué d'une vingtaine de groupes d'étoiles jeunes. Le détail de ces groupes sera discuté dans la section 1.2.3. La composition de ces groupes se divise principalement en trois catégories :

- Les amas d'étoiles jeunes.
- Les groupes cinématiques et amas d'étoiles adolescentes.
- Les amas d'étoiles plus âgées.

Les amas d'étoiles jeunes sont constitués d'étoiles Herbig Ae/Be ($1.5 < M < 15 M_{\odot}$) et de T Tauri ($M < 1.5 M_{\odot}$) âgées entre 1 et 10 Mans. Les groupes cinématiques sont composés d'étoiles adolescentes (< 150 Mans) et elles sont encore dans la phase évolutive précédant l'accès à l'équilibre hydrostatique. Les groupes cinématiques les plus connus sont β Pictoris, TW Hydrae, AB Doradus, Tucana-Horologium et Columba. Les étoiles des amas plus âgés, entre 3 et 600 Mans, ont atteint l'équilibre hydrostatique. Deux groupes bien connus de cette catégorie sont les amas ouverts des Hyades et d'Ursa Major, qui sont à moins de 50 pc du Soleil.

1.1.4. Les naines brunes

L'appellation naine brune est utilisée pour désigner les objets dont la masse est comprise entre ~ 0.01 et $0.07 M_{\odot}$ (Dantona & Mazzitelli, 1985). Elles se différencient des étoiles, car elles ne sont pas assez massives pour déclencher le brûlage de l'hydrogène en s'effondrant. Cependant, elles sont assez massives pour brûler le deutérium et le lithium, contrairement aux planètes géantes.

L'étude des naines brunes est un sujet relativement récent, la première ayant été découverte en 1995, Gliese 229B (Oppenheimer et al., 1995). Pour inclure ces objets particuliers, de nouvelles classes spectrales ont dû être ajoutées au système introduit par Morgan et al. (1943). Il était d'abord composé des types spectraux OBAFGKM, qui divisent les étoiles en

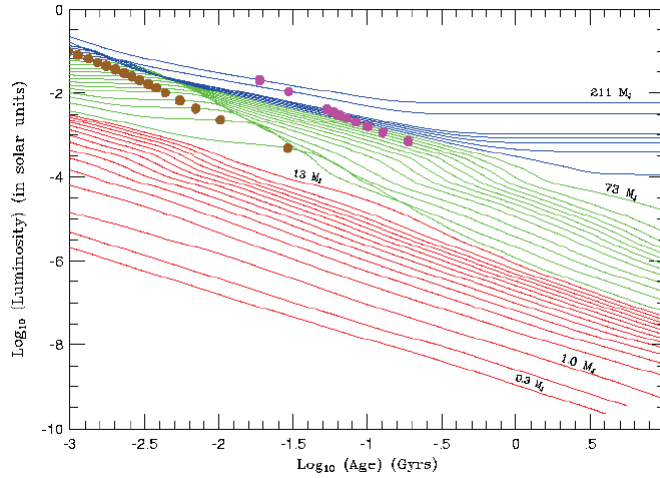


FIGURE 1.5. Évolution de la luminosité d'étoiles de faible masse et d'objets sous-stellaires, de métallicité solaire, en fonction du temps. Les courbes rouges représentent les planètes, les vertes sont les naines brunes et les bleus, les étoiles. Il faut cependant noter que les couleurs sont attribuées selon le brûlage de deutérium et d'hydrogène, donc la distinction entre les trois catégories doit être considérée légèrement arbitraire. Les points dorés représentent le moment où la moitié du deutérium est brûlée, les points magenta représentent la même chose, mais pour le lithium. Figure tirée de Burrows et al. (2001).

température et masse. Le type O représente les étoiles *précoces*, chaudes et massives, alors que le type M représente les *tardives*³, soit les froides et moins massives. Depuis, les types L (Kirkpatrick et al., 1999, Martín et al., 1999), T (Kirkpatrick et al., 1999, Burgasser et al., 1999, 2006, Geballe et al., 2002) et Y (Kirkpatrick et al., 1999, 2012, Cushing et al., 2011) ont été ajoutés pour intégrer les naines brunes. Ces nouveaux types spectraux sont caractérisés par des températures plus basses (< 2300 K; Stephens et al., 2009) que les étoiles de type M et par la présence de motifs météorologiques complexes à la surface des naines brunes.

Selon les théories modernes, la formation d'une naine brune commence par l'effondrement d'un nuage moléculaire. La dissociation avec la séquence de formation des étoiles survient dans la contraction finale. Le ralentissement de l'effondrement des naines brunes est causé par la pression des électrons dégénérés alors que pour les étoiles, la pression des réactions nucléaires interne est en cause. Dans le cas d'une composition chimique de type solaire, la limite en masse entre les régimes stellaire et sous-stellaire se trouve à $0.075 M_{\odot}$ (Burrows et al., 2001). Comme les naines brunes n'ont aucune réactions nucléaires, autre que le deutérium en début de vie, elles sont condamnées à se refroidir graduellement.

3. Il faut noter que les appellations *tardive* et *précoce* ne représentent pas l'âge, mais bien le temps de formation.

La figure 1.5 montre l'évolution temporelle de la luminosité d'objets de faibles masses (naines rouges, naines brunes et planètes géantes). Si on regarde les courbes vertes, qui représentent les naines brunes, la luminosité n'atteint jamais un plateau constant, comme c'est le cas pour les étoiles. La décroissance de la luminosité est simplement due au refroidissement constant de ces objets. Il n'est donc pas possible de déterminer la masse d'une naine brune simplement à partir de sa luminosité, il faut connaître son âge aussi.

1.1.5. Les principales phases d'évolution d'une étoile

Les deux paramètres importants dans l'évolution d'une étoile sont la masse et la composition chimique. Nous avons déjà vu que la masse peut déterminer si un nuage moléculaire en contraction deviendra une étoile rejoignant la séquence principale ou une naine brune condamnée à se refroidir tranquillement.

Une étoile atteint la séquence principale lorsque son coeur est assez chaud et dense pour déclencher les réactions de brûlage d'hydrogène, comme expliqué dans la section 1.1.1. Nous avons déjà vu que les échelles de temps de chute libre ($\sim 10^5$ années pour un nuage moléculaire typique de densité $\sim 10^{-17}$ kg/m³) et de KH ($\sim 10^7$ années pour $1 M_\odot$) sont relativement courtes. Maintenant les étoiles évoluent sur une échelle de temps nucléaire, soit le temps maximal pendant lequel une étoile peut maintenir les mêmes réactions nucléaires, c'est-à-dire $\sim 10^{10}$ années pour $1 M_\odot$.

Les conditions physiques durant la vie d'une étoile sur la séquence principale sont assez constantes. En effet, la température, la luminosité et le rayon augmentent légèrement, car le poids moléculaire moyen du coeur augmente par la conversion d'hydrogène en hélium. Selon la loi des gaz idéaux, le coeur doit se comprimer pour maintenir la pression de gaz pour conserver les couches supérieures. Cette compression du coeur fait augmenter la température et la pression interne de l'étoile, accélérant en même temps la conversion d'hydrogène en hélium. Une étoile quitte la séquence principale lorsque le brûlage d'hydrogène dans son coeur cesse. Dans le cas d'une étoile de masse supérieure à $1.2 M_\odot$, le coeur étant convectif, l'hydrogène y est consommé presque complètement, déclenchant ainsi une contraction de KH globale. Pour une étoile peu massive, donc en dessous de $1.2 M_\odot$, l'hydrogène est consommé dans le centre du coeur en premier, formant ainsi un noyau d'hélium entouré d'une couche brûlant encore l'hydrogène, qui remontera tranquillement à la surface. Comme les réactions ont cessé dans le coeur, celui-ci commence à se contracter légèrement, causant une hausse de température dans la couche consommant l'hydrogène, ce qui a pour effet d'augmenter légèrement la luminosité.

Dans tous les cas, lorsque la limite de Schönberg-Chandrasekhar (Schönberg & Chandrasekhar, 1942), qui donne la masse limite qu'un coeur isotherme peut avoir avant de s'effondrer, est atteinte, il subit une contraction rapide suivie d'une expansion des couches

supérieures, réduisant ainsi la température effective. Sur la figure 1.3, cette phase est celle des sous-géantes (*Subgiants*).

Après avoir atteint la phase des sous-géantes, une zone de convection se développe à la surface des étoiles et le gradient de température devient presque adiabatique. La luminosité augmente rapidement et l'étoile commence sa montée sur la branche des géantes rouges (*Giants* sur la figure 1.3). La base de la zone de convection s'étend en même temps vers des régions plus profondes. De plus, le rayon d'une étoile, lors de la phase sous-géante et géante rouge, peut augmenter d'environ 100 fois. Par exemple, pour une étoile de $1 M_{\odot}$, le rayon passera de $1 R_{\odot}$ sur la séquence principale à $256 R_{\odot}$ à la fin de la phase géante rouge (Schröder & Connors, 2008). La luminosité augmente à mesure que la zone de convection s'approfondit. La phase géante rouge se termine lorsque le cœur devient suffisamment chaud et dense pour démarrer le brûlage de l'hélium et former du carbone et de l'oxygène. La luminosité décroît une fois de plus rapidement, mais la température augmente. Cette courte période s'appelle la pointe des géantes rouges.

Une fois la pointe atteinte et le brûlage de l'hélium déclenché dans le cœur, l'étoile entre sur la première branche horizontale où la luminosité se stabilise, mais la température continue d'augmenter. Cette portion peut être comparée à la séquence principale, mais avec le brûlage de l'hélium. Une fois l'hélium brûlé au cœur, celui-ci commence à se contracter, faisant sursauter la luminosité. À partir de ce moment, l'étoile évolue comme les sous-géantes, la luminosité augmente et la température effective baisse. Cette phase s'appelle la branche asymptotique.

Sur la branche asymptotique, des vents stellaires font perdre de la matière aux étoiles. Le mécanisme déclenchant ces vents n'est pas très bien compris. Comme la luminosité et le rayon augmentent durant cette phase, le taux de perte de matière augmente rapidement. Comme la masse diminue, la force de gravité est amoindrie et la matière peut s'échapper de l'étoile. La perte de masse s'amplifie de plus en plus, jusqu'à atteindre un maximum de $\sim 10^{-4} M_{\odot}/\text{an}$.

La fin de vie d'une étoile a deux conséquences importantes. Tout d'abord, elle enrichit le milieu interstellaire avec les éléments lourds générés lors de son évolution. Cette libération de matière est appelée nébuleuse planétaire. Finalement, une fois que la matière libérée est assez diffuse, le restant de l'étoile est exposé. L'étoile est maintenant une naine blanche (*White Dwarf*, sur la figure 1.3), il ne reste que le cœur de carbone et d'oxygène dégénéré qui se refroidira lentement par radiation.

1.1.6. Formation des planètes

Les disques circumstellaires

L'effondrement d'un nuage moléculaire a deux conséquences supplémentaires. La conservation du moment cinétique a pour effet d'incliner une rotation à l'astre résultant et forme en même temps un disque de matière en périphérie.

Il existe trois types de disques qui représentent une séquence évolutive. Tout d'abord, il y a les disques d'accrétion, les disques protoplanétaires et les disques de débris.

Les disques d'accrétion se forment lors de la phase protoétoile de la formation stellaire (voir section 1.1.1). Initialement, la protoétoile est entourée d'une enveloppe épaisse. Pour conserver le moment cinétique, la matière qui n'est pas accrétée par la protoétoile tombe sur le disque plat qui se retrouve dans le plan du centre de masse. La matière constituant le disque est lentement entraînée vers l'étoile, car il y a un transfert d'énergie cinétique de l'intérieur vers l'extérieur. Cet échange d'énergie est causé par de la dissipation visqueuse, de la turbulence et la présence de champs magnétiques.

La limite entre les disques d'accrétion et les disques protoplanétaires est assez floue. On parle de disques protoplanétaires lorsque le disque est formé, que le taux d'accrétion descend et que l'on s'intéresse à la formation de planètes. Ces disques sont condamnés à s'évaporer sur des échelles de temps de $5 \times 10^{6-7}$ ans (Strom et al., 1989). Plusieurs mécanismes ont été proposés pour expliquer l'évaporation des disques, comme le drainage visqueux par l'étoile (Hartmann et al., 1998), les vents stellaires (Elmegreen, 1979) et la formation de planètes (Brandner et al., 2000) mais aucun n'est capable d'expliquer leur disparition soudaine. L'évaporation d'un disque se fait sur des échelles de temps différentes de leurs vies, soit environ 10^5 ans (Skrutskie et al., 1990, Hartigan et al., 1990). La formation des planètes sera explorée dans les sections suivantes, mais pour tenter d'expliquer l'évaporation rapide des disques protoplanétaires, Clarke et al. (2001) ont proposé un modèle combinant la photoévaporation et l'écoulement visqueux, déclenchés par le rayonnement ultraviolet des étoiles jeunes. Selon ce type de modèle, l'évaporation du disque se fait en trois étapes :

1. La matière est perdue par accrétion. Les vents ont un effet négligeable sur la perte de masse. Le taux d'accrétion et la densité de surface baissent graduellement, sur des échelles de temps de l'ordre du million d'années.
2. Le taux de perte de masse par les vents stellaires devient comparable au taux d'accrétion. Une ouverture se crée au rayon critique où la vitesse du son est supérieure à la vitesse Keplerienne locale. Il y a alors deux disques : le disque interne, en deçà du rayon critique, et le disque externe. Le disque interne est rapidement absorbé par l'étoile, environ 10^5 ans, ne pouvant plus être alimenté en gaz par le disque externe.
3. Une fois le disque interne disparu, le gaz du disque externe est exposé à la radiation UV de l'étoile et est rapidement dispersé.

Finalement, une fois que le gaz est complètement évaporé et que les planètes se sont formées, il reste encore de la matière en orbite autour de l'étoile. Ces disques sont appelés disque de débris. Il y en a deux au sein du système solaire, soit la ceinture d'Astéroïdes, se retrouvant entre Mars et Jupiter, et la ceinture de Kuiper, entre 30 et 50 UA du Soleil (Stern & Colwell, 1997).

Les planètes rocheuses

Il existe deux types principaux de planètes : les planètes rocheuses ou terrestres et les géantes gazeuses. La formation de ces deux types de planètes commence de la même façon. Lorsque le disque circumstellaire devient protoplanétaire, les grains de poussière débutent leur croissance pour former des planétésimaux, qui formeront éventuellement des coeurs planétaires.

Dullemond & Dominik (2005) proposent le modèle de coagulation-sédimentation-brassage (CSB) pour expliquer la croissance des grains de poussière et la condensation du disque protoplanétaire vers son centre de masse. Ils basent leurs travaux sur le modèle à une particule de Safronov (1972). Cependant, le modèle CSB stipule que la croissance des particules de poussière est initialement causée par le mouvement brownien. Lorsque les particules atteignent des échelles de l'ordre du millimètre, leur croissance est causée par la sédimentation différentielle. À ce point-ci, les grains grandissent en coagulant avec les autres grains sur leur route vers le plan du disque. Cependant, le modèle inclut le brassage turbulent vertical. Ce phénomène permet aux grains de remonter à la surface du disque et de recommencer la coagulation par sédimentation différentielle. De plus, leur modèle inclut la fragmentation. Il est possible qu'en se frappant, certains grains se morcellent, formant de la poussière. Ce modèle permet d'expliquer la formation de particules de l'ordre du centimètre, sur des échelles de temps d'environ 10^5 ans. La croissance de ces grains de poussière à des roches de l'ordre du mètre et même jusqu'à des planétésimaux de l'ordre de la dizaine de kilomètres n'est pas bien comprise. Il existe deux types de modèles, soit la dérive radiale et la fragmentation gravitationnelle.

Dans le premier type de modèles, les particules de l'ordre du centimètre ne subissent pas le même gradient de pression que le gaz ambiant et sont donc poussées vers l'étoile. Dans le cas de particules plus grandes qu'un mètre, ils orbitent plus rapidement que le gaz et subissent une force de friction qui vient voler du moment cinétique. La croissance des particules se fait une fois de plus par coagulation. Le problème avec ces modèles est que pour des particules de l'ordre du centimètre, il est plus probable qu'elles rebondissent suite à une collision. De plus, ce mécanisme doit être très efficace pour faire croître les grains avant que ceux-ci ne tombent sur l'étoile. Le modèle de Garaud et al. (2013) permet la formation de quelques corps de l'ordre du mètre et ceux-ci peuvent finalement croître jusqu'à des planétésimaux en balayant les autres particules de quelques millimètres.

Les modèles de fragmentation gravitationnelle sont un peu similaires à l'effondrement d'un nuage moléculaire. Dans sa version la plus simple, on parle du mécanisme de Goldreich-Ward (Goldreich & Ward, 1973). Pour former des planétésimaux, il faut que le disque soit mince et gravitationnellement instable. La stabilité d'un tel disque a été étudiée par Toomre (1964). Lorsqu'un disque mince est instable sous sa propre gravité, il s'effondre sur lui-même pour former des objets de plusieurs kilomètres. L'avantage de ce type de modèles est qu'ils évitent la barrière de croissance pour les particules de l'ordre du millimètre. Par contre, dans sa forme la plus simple, ce mécanisme n'arrive pas à former un disque assez mince et dense car les turbulences intrinsèques à sa formation sont suffisantes pour déclencher du brassage vertical avant que les critères d'instabilité ne soient atteints (Armitage, 2007). Ce type de modèle refait dernièrement surface car il est tout de même possible que certaines régions d'un disque soient instables et forment des planétésimaux par des mécanismes similaires (Garaud & Lin, 2004).

Finalement, la formation de planètes se fait grâce à la focalisation gravitationnelle. En effet, les planétésimaux sont suffisamment grands pour attirer gravitationnellement la matière les entourant. Par ce mécanisme, il est possible de former des objets de centaines de kilomètres. En agglutinant la matière autour d'eux, les planétésimaux finissent par épuiser leurs sources de masse. Ils ont alors atteint leur masse d'isolation. La croissance rapide cesse et les dernières phases de formations des planètes terrestres se font par des collisions entre ces objets lorsque leurs orbites se croisent.

Les géantes gazeuses

Les géantes gazeuses ont des masses typiquement supérieures à $10 M_{\oplus}$ et sont principalement constituées de gaz. Les mécanismes tentant d'expliquer la formation de ces astres massifs font face à un défi supplémentaire. En effet, comme le gaz des disques protoplanétaires s'évapore rapidement, entre 10^6 et 10^7 ans, les géantes gazeuses doivent se former en deçà de ces échelles de temps. Il existe présentement deux types de mécanismes pour expliquer la formation de ces planètes.

Pour former une planète gazeuse selon le mécanisme d'accrétion sur coeur, il faut d'abord former un coeur planétaire massif ($\sim 5\text{-}20 M_{\oplus}$) par des mécanismes similaires à ceux de la formation des planètes rocheuses. L'avantage de ces mécanismes est l'existence d'une masse de coeur planétaire limite où l'accrétion rapide du gaz environnant est déclenchée.

Dans les phases initiales du coeur planétaire, sa masse est trop petite pour conserver une atmosphère. Cependant, par l'accrétion de planétésimaux, la masse peut devenir suffisante pour retenir une enveloppe de gaz en équilibre hydrostatique. Éventuellement, le coeur planétaire atteint la masse critique où l'équilibre hydrostatique de son atmosphère ne peut plus

être conservé et son enveloppe subit une contraction de KH. Par le fait même, le gaz environnant est rapidement accrété. Cette phase de croissance rapide est limitée par la quantité de gaz disponible et par l'évaporation éventuelle du disque (Armitage, 2007).

Le second type de mécanisme de formation de planètes géantes est celui des instabilités gravitationnelles. Ce mécanisme est similaire à la formation de planète terrestre par fragmentation du disque. Son principal avantage est qu'il produit des planètes massives en des temps extrêmement court, soit en une centaine d'années. L'instabilité d'un disque protoplanétaire ne forme pas directement des planètes gazeuses, mais forme des bras spiraux qui transportent le moment angulaire et cause de la dissipation et du chauffage (Laughlin & Bodenheimer, 1994). Pour déclencher la formation de planète, il faut que le refroidissement soit plus rapide que le réchauffement causé par les bras spiraux (Gammie, 2001). En plus d'être rapide, ce mécanisme doit survenir au début de la vie du disque, lorsqu'il est plus massif. Finalement, les instabilités gravitationnelles forment des planètes dans les régions éloignées du disque, entre 50 et 100 UA car le refroidissement y est plus efficace (Armitage, 2007).

Modèles Évolutifs

Une fois les planètes formées, leur évolution ressemble à celle des naines brunes. Dépourvues de réactions nucléaires internes fournissant de l'énergie, elles sont condamnées à se refroidir tranquillement jusqu'à ce qu'elles atteignent un équilibre énergétique avec le rayonnement de leur étoile hôte.

Comme mentionné dans la section sur la formation des géantes gazeuses, il existe deux mécanismes. Les différences entre ces deux modèles ne se limitent pas seulement à la formation des planètes, mais affectent aussi l'évolution de celles-ci. Ces mécanismes de formation sont connus sous d'autres noms, soit *Départ Chaud* (DC) pour l'effondrement gravitationnel alors que le modèle par accrétion sur coeur est qualifié de *Départ Froid* (DF). Les objets formés par DC ont une plus forte entropie, un rayon plus grand et une température effective supérieure à ceux formés par DF. De plus, le mécanisme d'accrétion sur coeur forme des planètes avec une métallicité supérieure. La figure 1.6 montre l'effet de ces différences sur l'évolution de la luminosité pour des planètes de différentes masses, tant pour les DC que pour les DF, dans les bandes spectrales J, H, K, L', M et N pour des modèles évolutifs conçus par Spiegel & Burrows (2012).

Les éléments importants à remarquer de la figure 1.6 sont d'abord que les planètes formées par effondrement du disque sont plus brillantes dans toutes les bandes présentées. Ensuite, en général, les planètes récemment formées, indépendamment du mécanisme, sont plus brillantes en début de vie. Finalement, avec le temps, la différence de magnitude entre les deux modèles de formation, pour une même masse, tend vers zéro (Spiegel & Burrows, 2012).

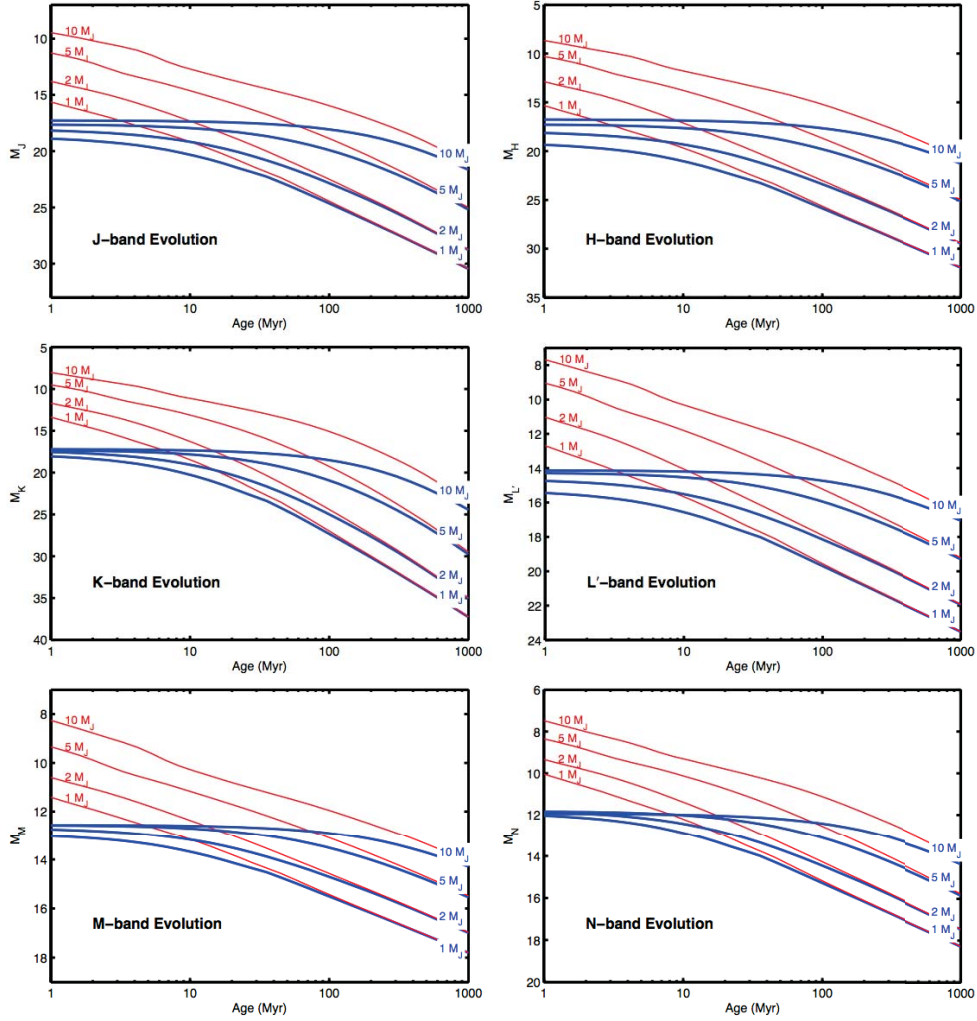


FIGURE 1.6. Évolution des magnitudes absolues de planètes de masses 1, 2, 5, 10 M_{Jup} pour les modèles DC en rouge et DF en bleu pour les bandes J, H, K, L', M et N. Figure tirée de Spiegel & Burrows (2012).

Méthodes de détection des exoplanètes

Bien que l'hypothèse de l'existence d'autres mondes comme le nôtre remonte aux philosophes italiens du 16e siècle, la première détection d'une exoplanète fut timidement annoncée en 1988 par Campbell et al. (1988) et fut finalement confirmée par Hatzes et al. (2003). Il s'agit d'une planète gazeuse orbitant l'étoile γ Cep et elle fut découverte par le mouvement périodique de 2.52 ans qu'elle inculquait à son étoile hôte. Aujourd'hui, il y a 2950 planètes confirmées et 2337 candidates⁴ qui ont été découvertes par différentes méthodes.

Parmi les méthodes de détection les plus connues, il y a la vitesse radiale, le transit et l'imagerie directe. On retrouve aussi les méthodes moins communes de chronométrage Doppler et de microlentilles.

4. Données prise sur <http://exoplanets.org/> en date du 27 juin 2017.

Brièvement, la méthode de détection par vitesse radiale consiste à mesurer le déplacement des raies dans le spectre de l'étoile hôte causé par effet Doppler. Ce déplacement de raies est causé par le mouvement qu'une planète inculque à son étoile hôte, ce qui fait osciller la vitesse à laquelle elle se rapproche ou s'éloigne de la Terre, soit sa vitesse radiale. Cette méthode permet de déterminer la période orbitale des planètes, leur demi grand axe ainsi que leur masse. Cependant, l'activité stellaire peut aussi modifier les raies du spectre de façon similaire à l'effet Doppler.

Conceptuellement, la méthode du transit est plus simple. Il s'agit de mesurer la baisse de luminosité d'une étoile lorsqu'une planète passe devant. Par cette méthode, il est possible d'obtenir la période orbitale mais aussi le rayon des planètes. Ainsi, en combinant la masse, obtenue par la première méthode, et le rayon, il est possible de déterminer la densité d'une planète et finalement son type, soit rocheuse ou gazeuse. Il existe trois désavantages à cette méthode. Premièrement, le transit est peu probable, car il faut que l'orbite de la planète croise la droite reliant l'étoile et l'observateur. Deuxièmement, la période orbitale doit être relativement courte pour observer un transit complet. Finalement, comme un système binaire éclipsant peut imiter le transit d'une planète, le taux de faux positifs de cette méthode est important, jusqu'à 35% dans le cas de géantes à courte période orbitale de la mission Kepler (Santerne et al., 2012).

La méthode par imagerie directe est la seule méthode qui permet de détecter directement une exoplanète, c'est-à-dire sans mesurer les effets qu'elle a sur son étoile hôte. La lumière collectée pour imager la planète est soit celle provenant de l'étoile et réfléchi sur sa surface ou son émission thermique. Cette méthode permet aussi de détecter des planètes à grande séparation (e.g. Gu Psc B, ~ 2000 UA ; Naud et al., 2014) qui ne sont pas détectables par les autres méthodes. Les imperfections des instruments optiques et la turbulence atmosphérique ont cependant un effet limitant important sur la détection d'exoplanètes par la méthode de l'imagerie directe. Ils forment des aberrations qui peuvent être confondues avec des compagnons faibles qui ressemblent à des planètes. Finalement, cette méthode fonctionne surtout pour des systèmes stellaires jeunes et de faible masse.

Propriétés statistiques

Les nombreuses détections d'exoplanètes nous permettent de tirer des conclusions sur leurs taux d'occurrence. Ces résultats proviennent en grande partie des données de transit de la mission Kepler (Koch et al., 2010) et des grands relevés d'exoplanètes par vitesse radiale.

L'un des plus importants résultats de la mission Kepler est que le type de planète le plus commun dans le voisinage du Soleil n'existe pas dans notre système solaire. Ce sont des planètes avec des masses et des rayons légèrement inférieurs à ceux de Neptune qu'on qualifie de "petite Neptune". De plus, les "super-Terres", des planètes de composition terrestre, mais ayant un rayon compris entre 1.25 et 2 R_{\oplus} , sont aussi un type de planètes relativement

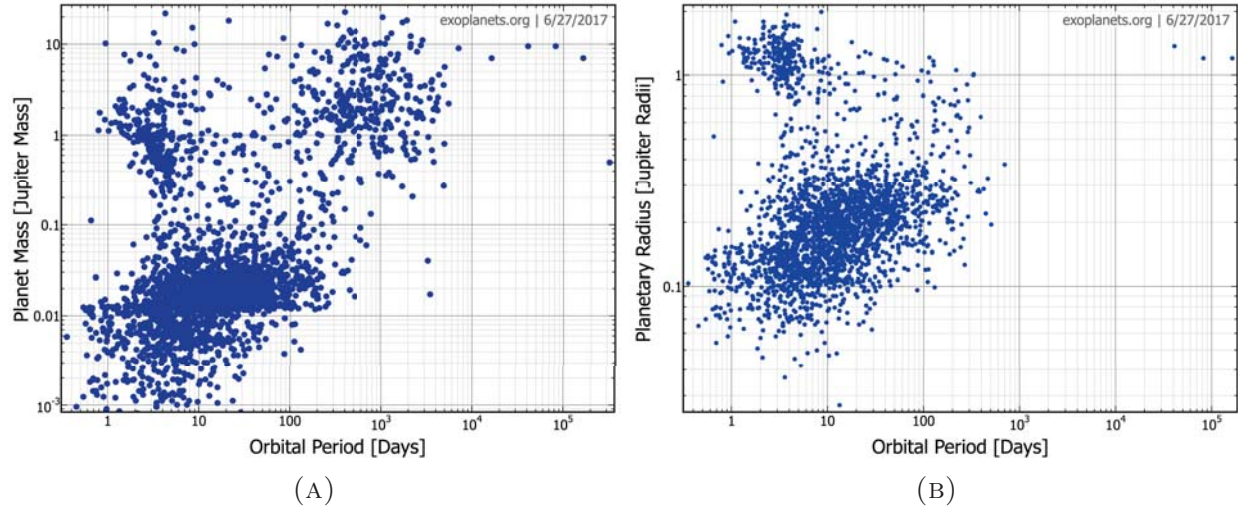


FIGURE 1.7. (A) Répartition de la période orbitale des exoplanètes connues en fonction de leur masse. La distribution se répartit en trois sections principales. La zone correspondant aux courtes périodes et masse faibles représente les planètes rocheuses. En augmentant ces deux paramètres, on retrouve les géantes gazeuses à grande séparation. Finalement, la dernière section regroupe les Jupiters chaudes. (B) Répartition de la période orbitale des exoplanètes connues en fonction de leur rayon. Contrairement à la figure (A), on retrouve deux sections dans cette figure. Les faibles masses sont les planètes terrestres et au-dessus, les géantes gazeuses. Figures réalisées sur <http://exoplanets.org/> en date du 27 juin 2017.

TABLEAU 1. II. Taux d'occurrence de plusieurs types de planètes en fonction de la période maximale.

| Type de planète | Taux d'occurrence (%) | Période maximale (jours) |
|--|-----------------------|--------------------------|
| Planète Géante ($6 R_{\oplus} < R \leq 22 R_{\oplus}$) | 5.2 | 418 |
| Grande Neptune ($4 R_{\oplus} < R \leq 6 R_{\oplus}$) | 3.2 | 418 |
| Petite Neptune ($2 R_{\oplus} < R \leq 4 R_{\oplus}$) | 31 | 245 |
| Super-Terre ($1.25 R_{\oplus} < R \leq 2 R_{\oplus}$) | 30 | 145 |
| Terrestre ($0.8 R_{\oplus} < R \leq 1.25 R_{\oplus}$) | 18.5 | 85 |

Ces résultats ont été obtenus à partir des candidats Kepler, Q1 à Q6, et en tenant compte d'un taux de faux positifs. Tableau réalisé à partir des données de Fressin et al. (2013).

abondant dans le voisinage solaire, mais absent de notre système. La figure 1.7 montre la répartition des planètes connues selon leur période orbitale et leur masse ou leur rayon. Selon ces graphiques, les planètes terrestres sont plus communes que les géantes gazeuses. En effet, les travaux de Fressin et al. (2013), présentées au tableau 1.2 montre que les super-Terres et les petites Neptunes atteignent un taux d'occurrence chacun de $\sim 30\%$ chez les étoiles FGKM de la séquence principale. Ce taux d'occurrence chute à 5.2% pour les planètes géantes.

1.2. ÉTOILES JEUNES

1.2.1. Intérêts

La recherche d'étoiles jeunes est motivée par trois domaines importants :

- La recherche et l'imagerie de systèmes planétaires.
- L'étude de la formation des étoiles et des planètes.
- Contraindre la **FMI** par l'étude des associations cinématiques et des étoiles de faible masses.

Tout d'abord, la recherche de systèmes planétaire est plus simple autour d'étoiles jeunes. En effet, les planètes jeunes sont encore brillantes dans l'infrarouge dû à leur formation récente. De plus, si on se concentre sur les étoiles de faible masse, le rapport de la luminosité entre la planète et son étoile hôte encore plus grand, facilitant la détection du signal de la planète.

Ensuite, comme l'évolution d'un système stellaire et planétaire se fait sur des échelles de temps beaucoup plus grandes que celle d'une vie humaine, il est important d'identifier des systèmes de différents âges pour préciser la séquence évolutive de ces systèmes.

Finalement, l'étude des associations jeunes (**AJ**) permet de contraindre la **FMI** de deux façons. D'abord, en première approximation, la **FMA** d'une **AJ** représente une **FMI** (Bastian et al., 2010). Deuxièmement, l'amélioration des détecteurs permet d'aller sonder les objets tardifs moins massifs, donc moins brillants et donc de contraindre la **FMI** dans le régime des étoiles de faible masse et des naines brunes.

1.2.2. Indicateurs d'âge

L'âge est le troisième paramètre fondamental décrivant une étoile, avec la masse et la composition chimique. L'âge d'une étoile est un concept difficile à définir car, premièrement, il ne peut qu'être estimé et, deuxièmement, la naissance d'une étoile n'est pas défini précisément. Plusieurs événements ont été proposés comme étant la naissance d'une étoile, soit l'allumage du deutérium par Stahler (1988), l'apparition d'une photosphère par Wuchterl & Tscharnuter (2003) et finalement l'allumage de l'hydrogène et l'arrivée sur la **SPAZ**. L'allumage du deutérium est généralement choisi comme point initial pour déterminer l'âge d'une étoile. De plus, les deux autres événements surviennent relativement tard dans la vie d'une étoile (Soderblom, 2010).

Il existe plusieurs méthodes pour déduire l'âge d'une étoile. Les plus connues sont la position sur le diagramme Hertzsprung-Russell (**HR**) ou sa contrepartie empirique, le diagramme couleur magnitude (**DCM**), la présence du lithium, l'émission ultra-violette (**UV**) et de rayons X, la présence d'émission $H\alpha$ et l'âge cinétique. Il existe aussi la gyrochronologie, la gravité de surface et les raies de calcium.

Diagrammes HR et DCM : La méthode la plus répandue est celle des diagrammes HR et DCM, voir figure 1.3. L'âge d'une étoile est inféré en comparant sa position sur les diagrammes avec des modèles évolutifs décrivant les paramètres physiques comme la luminosité bolométrique, L_{bol} , et la température effective, T_{eff} , en fonction de la masse et l'âge. Utiliser le diagramme HR peut s'avérer ardu puisque déterminer L_{bol} et T_{eff} requiert des mesures de la distance, du rayon et du type spectral de l'étoile. Comme le rayon et la distance sont des mesures coûteuses en temps d'observation, T_{eff} est estimée à partir du type spectral alors que L_{bol} l'est par correction bolométrique et par brillance à plusieurs longueurs d'onde. Pour éviter toutes ces contraintes, la méthode du diagramme DCM est privilégiée. Pour positionner l'étoile sur le graphique DCM, seulement ses magnitudes absolues, qui requièrent aussi sa distance, dans plusieurs couleurs sont nécessaires.

Émission $H\alpha$: Il existe deux types d'émission $H\alpha$ montrant la jeunesse d'une étoile, celle produite par effet de dynamo et par l'accrétion. Lors de la formation d'une étoile, la matière constituant le disque de poussière est accrétée, émettant ainsi de la radiation $H\alpha$, par chauffage et accélération. La présence d'un disque d'accrétion est un signe de jeunesse puisque celui-ci a tendance à disparaître en-deçà de 10 Mars (y Navascués & Martín, 2003). L'effet dynamo, quant à lui, fait chauffer les gaz de la chromosphère, créant ainsi une autre source de raies d'hydrogène.

Cet indicateur n'est toutefois pas sans ambiguïté car les étoiles vieilles de faible masse peuvent aussi montrer de l'émission $H\alpha$.

Émission UV et rayon X : L'effet dynamo et le champ magnétique d'une étoile sont responsables d'une partie de l'émission $H\alpha$, mais ils causent aussi de l'émission dans l'UV et dans le X.

L'émission UV est un indicateur récent car la mesure de cette plage du spectre électromagnétique provient surtout du télescope spatial *Galaxy Evolution Explorer (GALEX)*, lancé en 2003 (Martin et al., 2005). L'émission UV provient du chauffage de la chromosphère, de la région de transition et de la couronne des étoiles par leur champ magnétique. En général, les étoiles jeunes, surtout les tardives, montrent un excès de luminosité UV par rapport aux autres étoiles pour un même type spectral.

L'émission en rayon X est causée elle aussi par un chauffage de la couronne par la dynamo stellaire. Elle est en fait une mesure de l'intensité du champ magnétique qui varie avec l'âge de l'étoile. Pour les étoiles de faible masse, la luminosité en rayon X diminue en fonction du temps.

Présence du lithium : Le lithium est un des éléments formés par nucléosynthèse primordiale lors du Big Bang. Le Li est donc présent lors de la formation des étoiles. La température dans le coeur d'une étoile est suffisante ($< 2 \times 10^6$ K ; Reid et al., 2008) pour brûler le Li. Son taux de destruction dépend de la profondeur de la zone de convection, qui dépend elle-même de la masse. Si on connaît la température effective d'une étoile, il est possible de déterminer

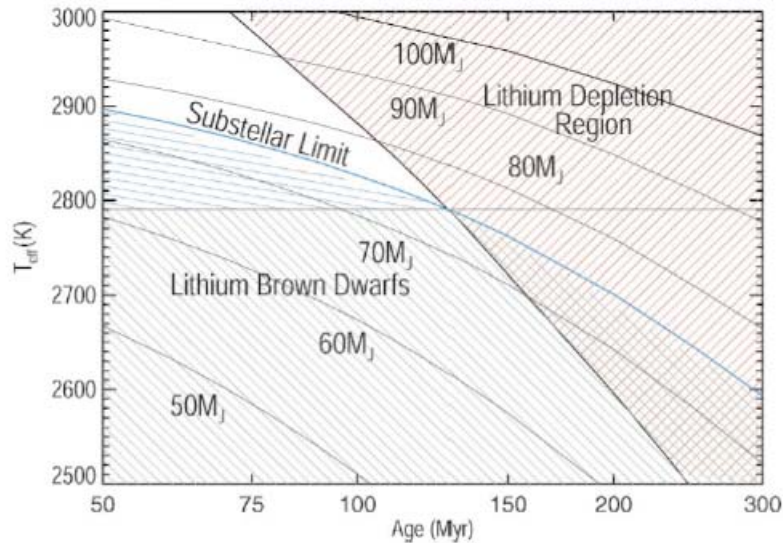


FIGURE 1.8. Test de lithium. Les lignes pleines représentent des courbes de refroidissement calculées à partir des modèles de Baraffe et Chabrier. La zone rouge est celle où le lithium est brûlé à 99%. La zone verte représente la région où une observation du lithium garanti qu’il s’agit d’un objet sous-stellaire. Dans la région rouge/bleue, un test de lithium pour déterminer si l’objet est sous-stellaire donnera un faux positif, alors que dans la région bleu, il est impossible de distinguer entre une étoile et une naine brune. Figure tirée de Basri (2000).

une valeur maximale ou minimale de son âge, selon la présence ou non du lithium, voir la figure 1.8 (Bildsten et al., 1997).

Le lithium peut aussi être utilisé pour déterminer l’âge d’une association. Il faut mesurer l’abondance de Li pour toutes les étoiles d’un groupe et déterminer la limite d’épuisement du lithium (Burke et al., 2004), qui correspond à une coupure sur la séquence empirique entre les étoiles de faible et très faible masse sur un diagramme couleur-magnitude. L’âge du groupe est alors déterminé en comparant la magnitude de l’étoile où se trouve cette coupure avec celle prédite par les modèles évolutifs. Plus un groupe est vieux, plus cette limite sera près des étoiles de faible masse. Par exemple, cette technique fut utilisée pour dater l’association jeune (~ 25 M ans) β -Pictoris par Binks & Jeffries (2013) et Malo et al. (2014)

Âge cinématique : Il pourrait être contre-intuitif de penser qu’il est possible d’inférer l’âge d’une étoile seulement à partir de sa position et de son mouvement. Cependant, comme discuté à la section 1.1.1, les étoiles ont tendance à naître en groupe. Les étoiles d’un même groupe partagent trois caractéristiques importantes, soit le mouvement dans l’espace, la position galactique et l’âge. Ainsi, en comparant la solution astrométrique (position et mouvement propre) d’une étoile à un groupe cinématique dont l’âge est connu par une

autre méthode, comme la position sur le diagramme DCM, il est possible de déduire l'âge approximatif de l'étoile.

Deux facteurs peuvent réduire la précision de l'âge inféré par cette technique. Tout d'abord, il faut contraindre précisément l'âge de l'association cinématique par une autre technique. De plus, si la formation du groupe cinématique est attribuée au passage d'une onde de choc, il est possible qu'il y ait une dispersion de l'âge des étoiles au sein d'un même amas (Hillenbrand, 2008). Ensuite, il est nécessaire de bien contraindre la solution astrométrique de la cible, ce qui demande des mesures précises de l'ascension droite (α), de la déclinaison (δ), du mouvement propre (μ_α et μ_δ), de la parallaxe (Π) et de la vitesse radiale héliocentrique (ν). Les quatre premières mesures énumérées précédemment sont assez répandues, la parallaxe commence à être disponible grâce à des satellites comme Hipparcos (Perryman et al., 1997) et maintenant *Global Astrometric Interferometer for Astrophysics* (GAIA; Prusti et al., 2016), mais la mesure de la vitesse radiale nécessite beaucoup de temps de télescope. Plusieurs mesures sont disponibles dans la littérature ou encore dans les publications de la mission *Radial Velocity Experiment* (RAVE; Steinmetz et al., 2006).

On doit les premiers efforts de regroupement d'étoiles à Eggen (1958) qui utilisait ce qu'il appelait le critère du point convergent. Depuis, plusieurs méthodes ont été développées pour identifier de nouveaux membres d'associations cinématiques jeunes. Montes et al. (2001) modifièrent la méthode d'Eggen pour tenir compte du mouvement spatial de dispersion. Ensuite, Torres et al. (2006, 2008) développèrent une fonction de mérite pour regrouper les étoiles jeunes, *Search for Associations Containing Young Stars* (SACY). Aujourd'hui il existe même des outils informatiques permettant de déterminer la probabilité d'association d'un objet céleste à un groupe cinématique comme *Bayesian Analysis for Nearby Young Associations* (BANYAN; Malo et al., 2012), BANYAN II (Gagné et al., 2014) et plus récemment, *Locating Constituent mEmbers In Nearby Groups* (LACEwing; Riedel et al., 2017).

Finalement, cette méthode défavorise la datation d'objets de faible masse puisque les données astrométriques proviennent surtout de recensements dans la bande V, limités à une magnitude $V=14$. On retrouve quand même plusieurs études traitant de ces objets et de leur possible association comme Gagné et al. (2015), Malo et al. (2012), Lépine & Simon (2009), Schlieder et al. (2010), Torres et al. (2008), Torres et al. (2006). Grâce à cette méthode, l'appartenance cinématique ainsi que l'âge de plus de 400 objets ont été déterminés.

1.2.3. Associations jeunes et groupes cinématiques

1.2.3.1. Caractéristiques

Comme mentionné précédemment, les étoiles d'une même AJ partagent trois caractéristiques, soit leur position galactique, leur vitesse spatiale et leur âge. La figure 1.9 représente

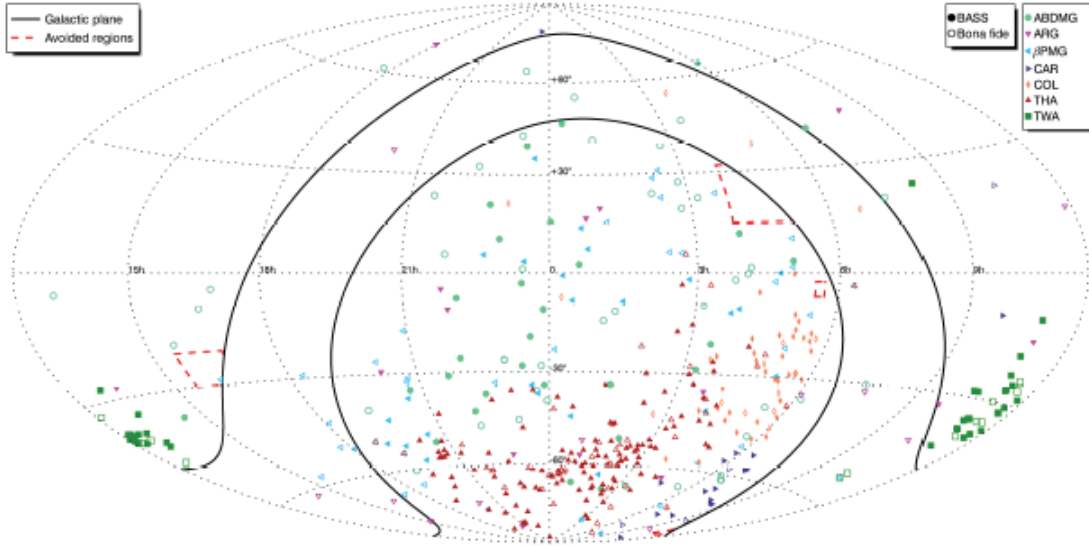


FIGURE 1.9. Position céleste des candidates du *Bayesian All-Sky Survey* (BASS), comparées aux membres *bona fide* des AJs considérées dans Gagné et al. (2014). Figure tirée de Gagné et al. (2014).

la distribution sur la sphère céleste des candidates et des membres *bona fide* des AJs considérées par Gagné et al. (2014). À première vue, ces associations semblent éparpillées sur le ciel. Cet effet est dû à la position relative du système solaire à l'intérieur de la trajectoire de ces AJs. Le regroupement d'étoiles locales en AJs se base sur la position galactique. À partir des mesures d' α , de δ et de Π , il est possible de déterminer la position galactique XYZ d'une étoile, X pointant vers le centre galactique, Y dans le sens de rotation de la galaxie et Z vers le nord galactique. De plus, à partir des mesures de μ et de ν , il est possible de déterminer le mouvement UVW d'une étoile (Johnson & Soderblom, 1987). Le regroupement des étoiles se fait donc en fonction de la solution UVWXYZ des étoiles, U étant le mouvement dans la direction X, V de Y et W de Z (Torres et al., 2008).

1.3. CE TRAVAIL

Ce travail consiste à déterminer une liste d'étoiles jeunes (< 60 M_{ans}) au sein du sous-ensemble *Tycho-Gaia Astrometric Solution* (TGAS) des premières données du satellite GAIA (Prusti et al., 2016). Les récentes parutions de cet ensemble de données, du 5e ensemble de vitesses radiales de la mission RAVE (Kunder et al., 2017) et de la dernière version de BANYAN, BANYAN- Σ (Gagné et al., 2017) offrent l'opportunité d'identifier des objets jeunes jusqu'alors négligés par manque de données ou de mieux préciser l'association de certains objets précédemment identifiés comme jeunes.

Pour maximiser la probabilité que les objets identifiés par cette étude soient jeunes, plusieurs critères ont été appliqués au sous-ensemble TGAS. BANYAN- Σ , comme les versions

précédentes, fonctionne dans les cas où la parallaxe et/ou la vitesse radiale d'un objet ne sont pas mesurées, mais produit des résultats moins précis. Pour maximiser la validité des probabilités d'associations calculées par **BANYAN- Σ** , seulement les cibles **TGAS** ayant une mesure de vitesse radiale, principalement tirée de la mission **RAVE**, sinon de la littérature, furent considérées. Lorsque ces deux mesures sont disponibles, **BANYAN- Σ** est programmé de sorte qu'une probabilité d'association supérieure à 90% retrouve 90% des membres *bona fide*⁵. La liste de candidates initiale représente les objets **TGAS** ayant une solution astrométrique à six paramètres et une probabilité d'appartenance **BANYAN- Σ** supérieure à 90% à une association âgée de 60 M_{ans} ou moins. À partir de leur position sur le diagramme **DCM**, la liste fut réduite aux objets présentant des signes de jeunesse et la présence de lithium fut utilisée comme marqueur supplémentaire.

5. Les membres *bona fide* sont les objets formant les associations. Le fait que **BANYAN- Σ** ne retourne pas la totalité de ces membres en considérant seulement les probabilités supérieures à 90% est un compromis nécessaire pour limiter le nombre de faux positifs.

Chapitre 2

NOUVELLES ÉTOILES CANDIDATES MEMBRES D'ASSOCIATIONS JEUNES LOCALES

Ce chapitre constitue un article en préparation pour soumission à
The Astronomical Journal.

New Candidate Members of Nearby Young Associations

Olivier Roy-Loubier¹, Jonathan Gagné^{2,3}, René Doyon¹, Lison Malo¹

Abstract

This paper presents a search for young stars within the Tycho-Gaia Astrometric Solution (TGAS) of the first release of the GAIA mission (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics). From the 249,682 TGAS objects with available radial velocity measurement in the literature, we find 42 potentially young late stars. This sample was determined using the BANYAN- Σ tool (Bayesian Analysis for Nearby Young AssociatioNs) and a colour magnitude diagram. They were selected because of their high association probabilities ($> 90\%$) and because they are significantly more luminous than old stars of the same colour on the main sequence. Our candidates are divided as follows: 3 in β -Pictoris, 3 in Columba, 2 in Tucana-Horologium, 5 in Octans, 12 in Lower Centaurus-Crux, 15 in Upper Centaurus-Lupus and 2 in Upper Scorpius. Finally, 9 of our candidates were never associated before and 13 are new *bona fide* members.

Keywords: methods: data analysis, stars: pre-main sequence, co-moving groups and associations, stars: kinematics and dynamics

1. Institut de recherche sur les exoplanètes, Université de Montréal, Département de Physique, C.P. 6128 Succ. Centre-ville, Montréal, QC, H3C 3J7, Canada

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

3. NASA Sagan Fellow

2.1. INTRODUCTION

Young moving groups (YMG) are associations of young stars aged between 1 and 800 Myr and located within 150 pc from the Sun. Because they are formed from the same molecular cloud collapse, members of YMGs share the same age, the same chemical composition and the same spatial position in the Galaxy.

Young stars are important for many fields of astrophysics. Because of their youth, planets orbiting young stars have significant residual heat from their formation, making them relatively bright, particularly at infrared wavelengths. Since planets do not produce any energy, their luminosity is rapidly decreasing with time. On the other hand, the host star has a relatively constant luminosity over its lifetime, hence the brightness ratio between them is much higher for young systems. Young stars are thus the best targets for finding exoplanets through imaging. Moreover, the age of YMGs spans a wide range (~ 1 -800 Myr), making them an important sample for constraining evolutionary models. Finally, the study of YMGs can help constrain the initial mass function (IMF) as the present-day mass function of YMGs is a first approximation of the IMF (Bastian et al., 2010).

The Hipparcos survey (Perryman et al., 1997) increased the interest in YMGs because it provided parallax measurement for nearly 120,000 bright stars. This survey enabled the identification of many groups in the solar neighborhood, including the TW Hydrae association (TWA; de La Reza et al., 1989, Zuckerman & Song, 2004), the β Pictoris moving group (BPMG; Zuckerman et al., 2001), the Tucana-Horologium association (THA; Torres et al., 2000, Zuckerman & Webb, 2000), Carina (CAR; Torres et al., 2008), Columba (COL; Torres et al., 2008) and the AB Doradus moving group (ABDMG; Zuckerman et al., 2004). However, because Hipparcos could only operate in visible light, it did not provide many measurements for low-mass stars and brown dwarfs since they emit the bulk of their luminosity in the near-infrared. In recent years, several studies have unveiled many low-mass members of YMGs (Zuckerman et al., 2004, Torres et al., 2008, Cruz et al., 2009, Malo et al., 2012, Gagné et al., 2014, 2015).

The basic information needed to identify a YMG candidate is its galactic position (X, Y, Z) and its spatial motion (U, V, W) within the Galaxy. To get those, one needs to know the right ascension (α), the declination (δ), the proper motion in α and δ (μ_α , μ_δ), the parallax (Π) or the distance (ϖ) and the heliocentric radial velocity (ν) of the object. Unfortunately, precise Π and ν are time-consuming measurements for faint targets. With the use of tools like the second version of Bayesian Analysis for Nearby Young AssociationNs (BANYAN-II; Gagné et al., 2014), it is possible to deduce an association probability in the absence of Π and ν measurements, but it is less precise as the members of YMGs are spread on large portions of the sky and many associations have similar proper motions.

YMGs provide a mean to constrain the age of a candidate object. Because all members of YMGs are born almost simultaneously from the fragmentation of an interstellar cloud, it is a reasonable assumption to assign the same age to all members. However, objects of the old field can be associated with YMGs if their astrometric properties match the association. Because of this potential contamination, this method does not guarantee the age of an object. At least one other dating method, e.g. the position on the colour magnitude diagram (CMD) or UV and X emissions, must be employed to confirm the youth of a candidate new member.

This paper presents an analysis to identify new young stars from a sample of $\sim 250,000$ stars with known ν , all taken from the Tycho-Gaia Astrometric Solution (TGAS), a subset of the first Global Astrometric Interferometer for Astrophysics data release (GAIA DR1; Brown et al., 2016). The latest version of the BANYAN tool (BANYAN- Σ ; Gagné et al., 2017), used for identifying young stars, is used along with a colour magnitude diagram (CMD) to confirm their youth. This paper is structured as follows. A brief description of BANYAN- Σ , including a review of other similar tools, is presented in section 2.2. Section 2.3 briefly explains our object selection process from the TGAS subset of the GAIA DR1 and section 2.4 elaborates on the process used for selecting 42 potentially young late-type objects. This list will be presented in Section 2.5 and discussed in section 2.6. Suggestions and concluding remarks follow in section 2.7.

2.2. BANYAN- Σ : A NEW TOOL FOR FINDING YOUNG STARS.

The search for YMGs can be traced back to the studies made by Eggen (1958, 1995), which regrouped stars using the convergent point criterion. Since then, Montes et al. (2001) modified the technique by adding the use of proper motion, radial velocity and distance uncertainties to determine the galactic space velocity components (U,V,W) and used them as a new criterion.

In recent years, several new tools were introduced for identifying young stars, including the Bayesian Analysis for Nearby Young AssociatioNs (BANYAN¹), introduced by Malo et al. (2012). Used mostly to identify K5-M5 objects, BANYAN was a statistical tool based on Bayesian inference. A significant advantage of this tool was the inclusion of I_C and J photometry measurements as well as the proper motion and sky positions to find new candidates. The use of photometry ensured that candidates lied in the proper region of the CMD. A few years later, Gagné et al. (2014) presented a new version of this tool, BANYAN-II², improving on the previous version by modelling more precisely the YMGs' spatial and kinematic properties and by treating the contamination and completeness extensively. Relying on CMDs based on photometry from the Two Micron All-Sky Survey (2MASS; Skrutskie et al.,

1. Publicly available at <http://www.astro.umontreal.ca/~malo/banyan.php>.

2. Publicly available at <http://www.astro.umontreal.ca/~gagne/banyanII.php>.

2006) and the Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE; Wright et al., 2010), BANYAN-II enabled the search of objects later than M5 down to the planetary mass regime.

Using a different technique, LocAting Constituent mEmbers In Nearby Groups (LACEwING) is another kinematic membership analysis code presented by Riedel et al. (2017). Like BANYAN, LACEwING works in galactic coordinates (X, Y, Z, U, V, W). From freely oriented triaxial ellipsoids model of YMGs, it predicts the observable values for members of each group at the same spatial position of the input star and determines a membership probability from the goodness-of-fit between the predicted values and the measured observable quantities.

The latest iteration of BANYAN, BANYAN- Σ , presented in Gagné et al. (2017), determines the probability that a given stars belongs to a YMG by applying, like previous versions, Bayes' theorem:

$$P(H_k|\{O_i\}) = \frac{P(H_k)P(\{O_i\}|H_k)}{P(\{O_i\})} \quad (2.2.1)$$

where $P(H_k|\{O_i\})$ is the propability that an objet with kinematic observables $\{O_i\}$ (α , δ , μ_α , μ_δ , ϖ and ν) belongs to a given association represented by hypothesis H_k . In equation 2.2.1, the prior probability $P(H_k)$ is the probability that a star belongs to population H_k regardless of its kinematic properties. The likelihood $P(\{O_i\}|H_k)$ is the probability that a member of H_k has observables $\{O_i\}$. Finally, the fully marginalized likelihood $P(\{O_i\})$ is the probability that a star displays observables $\{O_i\}$ regardless of its membership.

Many stars have unknown ϖ and/or ν , preventing a direct calculation of their likelihood probability. It is, however, possible to get around this complication by marginalizing over the missing parameters:

$$P(\{O_i\}|H_k) = \int_{-\infty}^{\infty} \int_0^{\infty} \mathcal{P}_o(\{O_i\}|H_k)d\varpi d\nu \quad (2.2.2)$$

where \mathcal{P}_o is the probability *density*, not to be confused with the actual likelihood probability P . Equation 2.2.2 is valid only when both ϖ and ν are missing. This feature was implemented in BANYAN-II, but the integrals of equation 2.2.2 were solved numerically using a uniform 500 X 500 grid over ϖ and ν . In other words, in BANYAN-II equation 2.2.2 is in reality a sum over 250,000 \mathcal{P}_o , each assuming a different combination of the missing observables from the grid, to obtain the final likelihood probability. This grid covered radial velocities of -35 to 35 km/s and distances of 0.1 to 200 pc. This process excluded high-velocity ($|\nu| > 35$ km/s) and distant ($\varpi > 200$ pc) candidates.

To reduce the compute time required to determine the likelihood of stars missing either or both ϖ and ν , BANYAN- Σ uses multivariates Gaussians to model the YMGs. The Σ designation comes from the use of covariance matrices. The combination of multivariates

Gaussians and covariance matrices allows analytical solutions to equation 2.2.2, thus reducing the computational time required for each target by a factor of $\sim 20,000$ ³.

Moreover, the use of 6D covariance matrices now adds joint variability between Galactic position (X, Y and Z) and space velocity (U, V and W). Previous versions only accounted for covariance within position and velocity separately.

Another improvement **BANYAN- Σ** brings is its definition of the field model. In the latest version, the field hypothesis is based on the thin disk model of Czekaj et al. (2014) which is a version of the Besançon galactic model (Robin et al., 1996, 2003, 2012, 2014, 2017). Converting the field model to the multivariate form compatible with **BANYAN- Σ** brings two complications. First, the distribution in the Z axis corresponds more to a hyperbolic secant function than a Gaussian distribution, but modelling it with a combination of N multivariate Gaussian distributions overcomes this difficulty. Secondly, the distributions in the X and Y axes are almost uniform. To subdue this complication, the diagonal elements of the covariance matrices corresponding to the X and Y axes have been artificially inflated by a factor much larger than the typical distances used in **BANYAN- Σ** .

Another significant improvement of **BANYAN- Σ** is to add more **YMGs**, from 7 in the first two versions, with a distinction between old and young field in the second iteration, to 27. The biggest changes are the removal of the Argus association (**ARG**), the addition of the Carina-Near group (**CARN**; Zuckerman et al., 2006), the Ursa Major cluster (**UMA**; Eggen, 1992), the Hyades cluster (**HYA**), the Pleiades cluster (**PLE**; Cummings, 1921, Stauffer et al., 1989), the η -Chamaeleontis cluster (**ETAC**; Mamajek et al., 1999), ϵ -Chamaeleontis (**EPSC**; Mamajek et al., 2000, Feigelson et al., 2003, Murphy et al., 2013), the 32-Orionis group (**THOR**; Mamajek, 2006, Shvonski et al., 2016, Bell et al., 2017), the Octans association (**OCT**; Torres et al., 2008), the Coma Berenices open cluster (**CBER**; Casewell et al., 2006), the χ^1 For association (**XFOR**; Dias et al., 2002), the IC 2602 open cluster (**IC2602**; Whiteoak & Rodgers, 1961), the IC 2391 cluster (**IC2391**; Platais et al., 2007) and the Platais 8 cluster (**PL8**; Platais et al., 1998). The Scorpius-Centaurus forming region (**Sco-Cen**; Blaauw, 1946, De Zeeuw et al., 1999) was also divided in three groups, Upper Scorpius (**USCO**), Lower Centaurus-Crux (**LCC**) and Upper Centaurus-Lupus (**UCL**). Finally, five star-forming regions were also added. They consists of ρ Ophiuci (**ROPH**), Corona Australis (**CRA**), Upper CRA (**UCRA**), Taurus-Auriga (**TAU**) and 118 Tau (**118TAU**).

Other modifications were made including the removal of photometric information in the probability calculation to keep the algorithm as general as possible.

3. If the reader is interested in the complete analytical solution of the marginalization integrals, we refer him to Appendix B of Gagné et al. (2017).

2.3. INPUT SAMPLE

The sample used in this work consists in 249,682 objects selected from the **TGAS** subset from the **GAIA** DR1 with available ν . This first round of selection assured that each target had their six parameters XYZUVW known to enable more reliable results from **BANYAN- Σ** . The **TGAS** subset includes $\sim 2,000,000$ targets from the Hipparcos and the Tycho-2 (Høg et al., 2000) catalogues and provides positions, proper motion and parallax for each of these targets, with typical precision of 0.3 mas for α , δ and Π , and 1 mas/yr for μ_α and μ_δ . As for the radial velocity measurements, the vast majority of them ($\sim 82\%$) came from the fifth data release of the Radial Velocity Experiment (**RAVE** DR5; Kunder et al., 2017). This ν catalogue presents the radial velocity, with precision typically better than 2 km/s for 457,588 randomly selected single stars in the southern hemisphere. The rest of ν measurements came from the literature⁴. Finally, because they have already been identified as young objects by previous works, the *bona fide* members listed by Gagné et al. (2017) were removed from the sample.

2.4. SELECTION CRITERIA

The identification of young objects within the input sample described in section 2.3 was based on two criteria. Firstly, to be considered young, a target must be associated with a **YMG**, i.e. it must have a high membership probability as determined by **BANYAN- Σ** . Secondly, a candidate must have a position on the **CMD** consistent with a young star. However, for each of these tests, many secondary criteria were added to avoid ambiguous targets and to limit the number of false positives.

The first secondary criterion was that only the 15 youngest (≤ 60 Myr) associations were considered as they are easier to identify in a **CMD**, most specifically stars later than $\sim K0V$ (see below). The list of these associations and their ages, distances and the number of *bona fide* members is presented in table 2. I. Because **BANYAN- Σ** includes relatively young associations up to 150 pc, it was important to keep some of these distant **YMGs** in our search. As can be seen in table 2. I, the considered associations distance ranges from 30 to 149 pc. Furthermore, from the results of **BANYAN- Σ** , only targets with association probability higher than 90% were kept. The prior probabilities of **BANYAN- Σ** are set so

4. The remaining radial velocity measurements came from these sources: Siebert et al. (2011), Zwitter et al. (2008), Kharchenko et al. (2007), Anderson & Francis (2012), Bobylev et al. (2006), West et al. (2008), Latham et al. (2002), Duflot et al. (1995), Wilson (1953), Torres et al. (2006), White (2007), Gizis et al. (2002), Hawley et al. (1997), Montes et al. (2001), Chubak et al. (2012), Shkolnik et al. (2012), Kirkpatrick et al. (2010), Gálvez-Ortiz et al. (2010), Blake et al. (2010), Evans (1967), Jeffries (1995), Schmidt et al. (2010), Malo et al. (2012), Uppgren & Harlow (1996), Reiners & Basri (2009), Guenther et al. (2003), López-Santiago et al. (2010), Bochanski et al. (2005), Reid et al. (2002), Schlieder et al. (2010), Bailey III et al. (2012), Zickgraf et al. (2005), Rice et al. (2009), Rodriguez et al. (2011), Looper et al. (2010), Schlieder et al. (2012) and Seifahrt et al. (2010)

TABLE 2. I. Properties of considered associations

| Name of group | Age (Myr) | Distance (pc) | Number of <i>bona fide</i> members |
|-------------------------------------|----------------------|--------------------|---------------------------------------|
| β Pictoris (BPMG) | 24 \pm 3 | 30 $^{+20}_{-10}$ | 42 |
| Carina (CAR) | 45 $^{+11}_{-7}$ | 60 \pm 20 | 7 |
| Columba (COL) | 42 $^{+6}_{-4}$ | 50 \pm 20 | 23 |
| ε -Chamaeleontis (EPSC) | 3.7 $^{+4.6}_{-1.4}$ | 102 \pm 4 | 25 |
| η -Chamaeleontis (ETAC) | 11 \pm 3 | 95 \pm 1 | 16 |
| Lower Centurus-Crux (LCC) | 15 \pm 3 | 110 \pm 10 | 82 |
| Octans (OCT) | 35 \pm 5 | 130 $^{+30}_{-20}$ | 14 |
| Platais 8 (PL8) | \sim 60 | 130 \pm 10 | 11 |
| Tucana-Horologium (THA) | 45 \pm 4 | 46 $^{+8}_{-6}$ | 39 |
| 32 Orionis (THOR) | 22 $^{+4}_{-3}$ | 96 \pm 2 | 35 |
| TW-Hydrae (TWA) | 10 \pm 3 | 60 \pm 10 | 23 |
| Upper Centurus Lupus (UCL) | 16 \pm 2 | 130 \pm 20 | 103 |
| Upper Scorpius (USCO) | 10 \pm 3 | 130 \pm 20 | 84 |
| IC 2391 (IC2391) | 50 \pm 5 | 149 \pm 6 | 16 |
| IC 2602 (IC2602) | 33 $^{+6}_{-5}$ | 146 \pm 5 | 17 |

Table created from data presented in Gagné et al. (2017).

that using a threshold at a probability of 90% recovers nearly 90% of *bona fide* members in the case where proper motion, parallax and radial velocity are known. It is probable that some interesting candidates were eliminated by this criterion, but such is the price to pay to limit the number of false positives.

Figure 2.1 represents the CMD (M_G vs $G-J^5$) of the whole TGAS sample in absolute magnitude. To determine that a target is young by its position on the CMD really means to verify by how much it is brighter than the old sequence. On figure 2.1, the old sequence and its 1σ envelopes are represented by the dashed and full dark lines, the latter being fitted to the distribution and the former being an extrapolation on the fit. More precisely, the old sequence between $0.0 \leq G-J \leq 2.45$ was adjusted to the data by firstly removing the giants in the TGAS sample, then binning the remaining targets in colour index and finally fitting a Gaussian distribution in each bin to determine the mean absolute magnitude and standard deviation at that color. To eliminate giants, the blue line on figure 2.1 was used as threshold, meaning that every object brighter than this line was removed from the TGAS sample to get an old sequence closely following stars around 1 Gyr.

One caveat with this technique to filter out giants is that it does not make any distinction between a bright young star and a giant. Figure 2.2 presents the same CMD as figure 2.1, but the TGAS sample being replaced with *bona fide* members of associations presented in

5. The G band data comes from TGAS while the J band data was taken from 2MASS (Skrutskie et al., 2006).

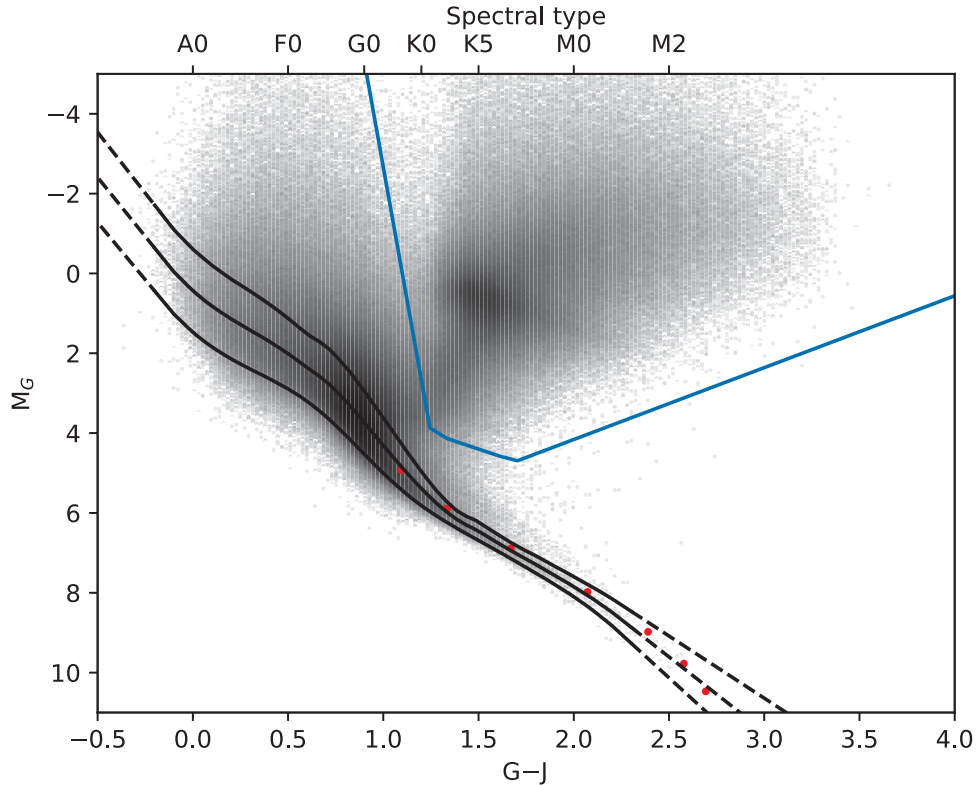


FIGURE 2.1. Colour magnitude diagram (M_G vs $G-J$) for the TGAS subset of GAIA DR1. Photometric data come from a match between TGAS and 2MASS. The dashed and full lines correspond to the main sequence ($\pm 1\sigma$), the latter being an extrapolation and the other a Gaussian fit on the absolute magnitude in G band distribution. For comparison, the red dots are isochrones using BT-Settl physics from the Phoenix atmosphere simulator for stars later than the sun, taken at age 10 Gyr, their masses ranging from 0.075 to 0.9 M_\odot .

table 2. I. Some *bona fide* members are well above the threshold established to remove giants and therefore were removed too. However, they represent only a small fraction ($\sim 3\%$) of the 685 *bona fide* members younger than 60 Myr presented on this figure. This shows that the adopted threshold to define the giant star locus in the CMD is reasonable and that few new young star candidates will be missed. The red dots on figure 2.1 are a representative old isochrone taken from the Phoenix model atmosphere simulator using BT-Settl physics⁶. The isochrone was taken for stars 10 Gyr of age, their masses ranging from 0.075 to 0.9 M_\odot , using the Asplund et al. (2009) chemical composition of the sun. As shown in figure 2.1, it is well contained in the $\pm 1\sigma$ region of the old sequence determined with the technique described previously.

6. Available at <https://phoenix.ens-lyon.fr/simulator-jsf22-26/index.faces>

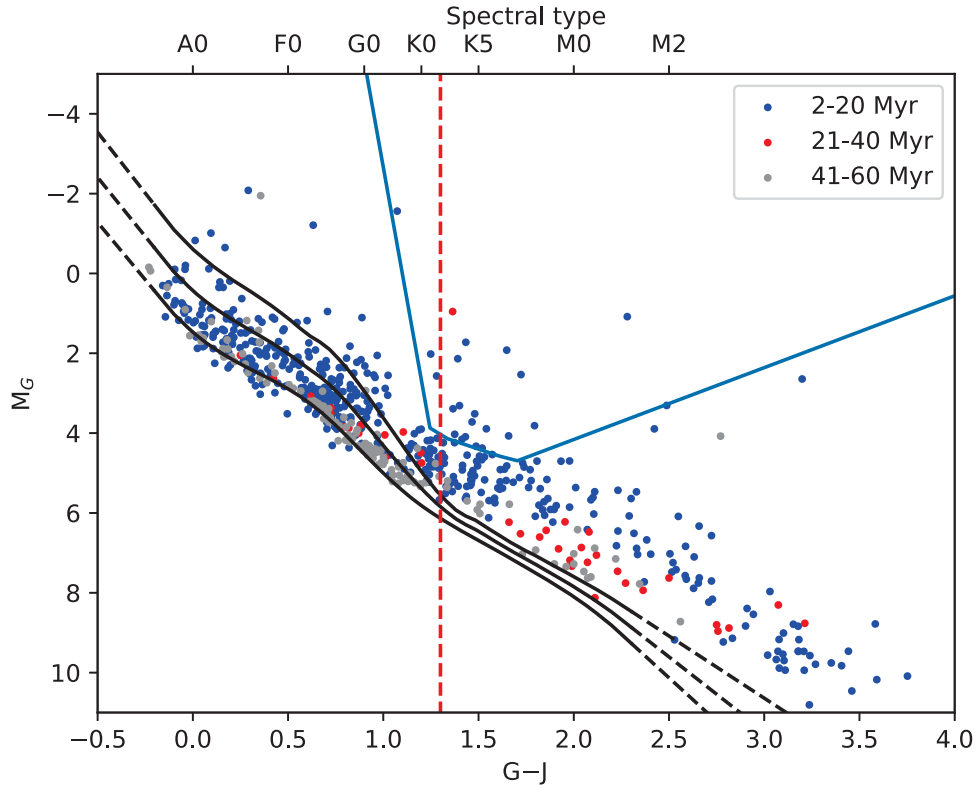


FIGURE 2.2. Colour magnitude diagram for *bona fide* members of associations younger than 60 Myrs. The blue dots are EPSC, TWA, USCO, ETAC, LCC and UCL, the red ones are THOR, BPMG and OCT, and the grey ones are IC2602, IC2391, COL, CAR, THA and PL8. As in figure 2.1, the dark full and dashed lines are the old sequence and its $\pm 1\sigma$ envelope and the blue line is the threshold used to cut the giants from the sample. Only 21 of the 685 *bona fide* members are excluded because of the giants threshold. The added red dashed line represents the lower-limit on colour index. It is set at $G-J=1.3$. As shown on this figure, the absolute magnitude in G band for latter-type objects ($> K0$, $G-J > 1.3$) is above the 1σ limit of the main sequence, but it is less obvious for bluer objects.

Figure 2.2 presents a CMD similar to figure 2.1 but for *bona fide* members of associations younger than 60 Myrs. The old sequence represented in dark and the giant threshold in blue are exactly the same as figure 2.1. The red dashed line represents one of the secondary criteria added to the brightness test. For young stars with colour index $G-J \gtrsim 1.3$ it is clear that they are many standard deviations above the old sequence, but this indication of youth is absent for objects below that limit.

In summary, our young star candidates must satisfy the following criteria:

- They are part of the TGAS subset of GAIA DR1.
- They have available ν measurements, either in RAVE DR5 or from other sources.

- They have been associated with one of the selected YMG presented in table 2. I by BANYAN- Σ .
- Their association probability, determined by BANYAN- Σ , is greater than 90%.
- They have $G - J \geq 1.3$, represented by the red dashed line in figure 2.2.
- They are above 1σ of the old sequence, represented by the upper dark full and dashed line in figure 2.2.
- They are below the giant threshold, represented by the blue line in figure 2.2.

2.5. RESULTS

From the input sample of 249,682 stars, 42 satisfy all selection criteria; they are listed in table 2. II. Most candidates have spectral types between K0 and M4, with three exceptions being of G type. Of the 15 associations considered in this work, only 7 are represented in the candidate list: 3 candidates in BPMG, 3 in COL, 12 in LCC, 5 in OCT, 2 in THA, 15 in UCL and finally, 2 in USCO. Most of the objects presented in table 2. II have association probability higher than 95%, meaning that they follow closely the astrometric solution of their associated YMG.

TABLE 2. II. Candidates

| 2MASS ID | α (J2000.0) (hh:mm:ss) | δ (J2000.0) (dd:mm:ss) | B- Σ Group | Spt | Li EW (mÅ) | μ_α^a (mas/yr) | μ_δ^a (mas/yr) | d^a (pc) | v_{rad}^c (km/s) | G ^a (mag) | j^b (mag) | B- Σ Prob. (%) | LEI | Ref. |
|------------------|----------------------------------|----------------------------------|-------------------|----------|------------------|----------------------------|----------------------------|---------------|------------------------|-------------------------|----------------|--------------------------|-------|---------|
| 17295506-5415487 | 17:29:55.1 | -54:15:48.7 | BPMG | K1V | 360 ^m | -5±2 | -63±2 | 69±2 | 2±2 ^d | 9.249±0.002 | 7.94±0.03 | 99.2 | 2.2 | 1 |
| 21212446-6654573 | 21:21:24.5 | -66:54:57.4 | BPMG | K2V | - | 95.66±0.07 | -101.20±0.10 | 32.0±0.3 | -20±30 ^{de} | 8.657±0.002 | 7.03±0.02 | 99.4 | 1.9 | 2, 14 |
| 05004928-1527006 | 05:00:49.3 | +15:27:0.7 | BPMG | K2IV | 430 ⁿ | 17±3 | -58±2 | 52.4±0.9 | 18.1±0.9 ^f | 10.279±0.003 | 8.41±0.03 | 99.8 | 2.1 | 3 |
| 04530520-4844386 | 04:53:5.2 | -48:44:38.7 | COL | K2V(e) | 250 ^m | 28±0.8 | 15±2 | 83±2 | 24±5 ^d | 10.247±0.002 | 8.87±0.02 | 99.7 | 1.6 | 1 |
| 05285509-4534584 | 05:28:55.1 | -45:34:58.4 | COL | K1V(e) | 270 ^m | 18.9±0.8 | 13±1 | 101±3 | 24±5 ^d | 11.011±0.003 | 9.56±0.03 | 92.5 | 1.4 | 1 |
| 01592349-5831162 | 01:59:23.5 | +58:31:16.1 | COL | M4Ve | - | 320.7±0.2 | -192.6±0.2 | 13.06±0.07 | -10±28 ^{b,hi} | 10.644±0.0010 | 7.79±0.02 | 99.5 | 2.2 | 4, 5, 6 |
| 12582559-7028490 | 12:58:25.6 | -70:28:49.2 | LCC | K0Ve | 400 ^m | -40.9±0.8 | -15.5±0.8 | 93±3 | 13±3 | 9.508±0.003 | 8.18±0.03 | 99.5 | 3.2 | 7, 8 |
| 10574936-6913599 | 10:57:49.4 | -69:13:60.0 | LCC | K1V(e) | 420 ^m | -34.8±0.8 | 4.3±0.7 | 113±4 | 16±5 ^d | 9.924±0.003 | 8.48±0.04 | 99.3 | 4.6 | 7, 8 |
| 12442412-5855216 | 12:44:24.1 | -58:55:21.6 | LCC | K2Ve | 350 ^d | -29.8±0.8 | -17.0±0.6 | 112±4 | 8±5 ^d | 9.711±0.004 | 8.26±0.03 | 96.9 | 5.5 | 9 |
| 12164023-7007361 | 12:16:40.3 | -70:07:36.2 | LCC | K3 IV(e) | - | -36.4±0.7 | -8.0±0.9 | 110±4 | 13±2 | 10.256±0.002 | 8.80±0.03 | 99.7 | 3.3 | 10 |
| 13095213-5419440 | 13:09:52.1 | -54:19:44.0 | LCC | - | - | -29±3 | -17±2 | 130±10 | 8±3 | 11.004±0.005 | 9.48±0.03 | 99.5 | 2.6 | 15 |
| 13220753-6938121 | 13:22:7.5 | -69:38:12.2 | LCC | K1Ve | 424 ^m | -38.9±0.8 | -20±1 | 99±4 | -4±9 | 9.853±0.007 | 8.28±0.04 | 90.5 | 5.3 | 7, 8 |
| 11594608-6101132 | 11:59:46.1 | -61:01:13.2 | LCC | K4V(e) | 480 ⁿ | -35±2 | -8±2 | 118±7 | 16±5 ^d | 10.906±0.004 | 9.30±0.03 | 99.8 | 3.0 | 11 |
| 12472196-6808397 | 12:47:21.9 | -68:08:40.1 | LCC | K4 IVe | 425 ^o | -35±2 | -10±2 | 89±5 | 3±3 | 10.554±0.005 | 8.80±0.05 | 93.6 | 3.6 | 12 |
| 13065028-4609561 | 13:06:50.3 | -46:09:56.1 | LCC | K3Ve | 0 ^d | -40±2 | -18.9±0.6 | 95±4 | 17±5 ^d | 11.499±0.005 | 9.67±0.03 | 93.9 | 2.0 | 15 |
| 13121764-5508258 | 13:12:17.6 | -55:08:25.9 | LCC | K5 Ve | - | -37±2 | -20.4±0.9 | 101±3 | 5±4 | 11.244±0.006 | 9.41±0.03 | 99.7 | 2.9 | 11 |
| 13412576-5205346 | 13:41:25.8 | -52:05:34.8 | LCC | - | - | -37±4 | -24±2 | 96±5 | -1±9 | 10.761±0.004 | 8.76±0.04 | 98.8 | 6.2 | 15 |
| 12202301-5242165 | 12:20:22.9 | -52:42:18.3 | LCC | K9 IVe | 680 ^p | -35±2 | -11.0±0.7 | 116±8 | 10±4 | 11.577±0.002 | 8.61±0.03 | 99.8 | 109.0 | 11 |
| 06070666-2646331 | 06:07:6.7 | -26:46:33.1 | OCT | - | - | -12.6±0.7 | 13.9±0.7 | 165±7 | 16±3 | 11.391±0.003 | 10.03±0.03 | 100.0 | 2.1 | 15 |
| 05053798-3655397 | 05:05:38.0 | -36:55:39.7 | OCT | - | - | -3.0±0.8 | 16.8±0.9 | 161±6 | 17±5 | 11.638±0.003 | 10.26±0.03 | 99.3 | 1.6 | 15 |
| 06255123-2810511 | 06:25:51.2 | -28:10:51.2 | OCT | - | - | -11.8±0.9 | 8.2±0.8 | 190±10 | 21±3 | 11.873±0.002 | 10.49±0.03 | 100.0 | 1.8 | 15 |
| 06553170-6854153 | 06:55:31.7 | -68:54:15.3 | OCT | - | - | -19±2 | 17±2 | 126±9 | 5±2 | 11.352±0.002 | 9.96±0.03 | 100.0 | 1.4 | 15 |
| 01011668-4556372 | 01:01:16.7 | -45:56:37.2 | OCT | K6Ve | 100 ⁿ | 33.9±0.5 | 23.2±0.8 | 76±3 | 10±5 ^d | 11.224±0.003 | 9.45±0.03 | 99.8 | 1.5 | 1 |
| 03304909-4555573 | 03:30:49.1 | -45:55:57.3 | THA | K3V | 229 ^m | 88.7±0.5 | -6±1 | 43.2±0.5 | 13±2 | 9.297±0.002 | 7.77±0.03 | 100.0 | 1.5 | 1 |
| 05182904-3001321 | 05:18:29.0 | -30:01:32.1 | THA | K4Ve | 310 ^m | 39±2 | -3±2 | 65±2 | 21±5 ^d | 11.055±0.003 | 9.13±0.03 | 93.0 | 1.8 | 1 |
| 14332578-3432376 | 14:33:25.8 | -34:32:37.7 | UCL | G8/K0V | - | -31.5±0.2 | -32.3±0.2 | 103±3 | 2±1 ^{h,k} | 9.837±0.004 | 8.52±0.02 | 99.5 | 2.9 | 11 |
| 14390097-3042015 | 14:39:1.0 | -30:42:1.6 | UCL | - | - | -26.3±0.8 | -26.7±0.4 | 111±4 | 0±2 | 10.454±0.002 | 9.12±0.02 | 99.4 | 2.0 | 15 |
| 15180174-5317287 | 15:18:1.7 | -53:17:28.9 | UCL | G9IV | 320 ⁿ | -29±2 | -32±1 | 104±5 | 5±5 ^d | 9.849±0.004 | 8.51±0.03 | 99.5 | 3.1 | 11 |
| 14532555-3237392 | 14:53:32.6 | -32:37:39.2 | UCL | - | - | -18.9±0.8 | -21.7±0.5 | 157±7 | 8±2 | 11.216±0.006 | 9.86±0.03 | 97.6 | 2.1 | 13 |
| 15085472-4303136 | 15:08:54.7 | -43:03:13.8 | UCL | K3 IV | 551 ^p | -20.5±0.9 | -26.1±0.5 | 136±5 | 3±3 | 10.882±0.003 | 9.53±0.03 | 99.9 | 2.1 | 11 |
| 17272554-3316489 | 17:27:25.5 | -33:16:48.9 | UCL | K2V | 380 ⁿ | -7±3 | -31±3 | 124±4 | -1±2 ^d | 10.512±0.002 | 9.15±0.03 | 94.4 | 2.6 | 15 |
| 12561225-4122195 | 12:56:12.3 | -41:22:19.5 | UCL | K2V | 360 ⁿ | -26±2 | -15.2±0.5 | 130±8 | 9±3 | 11.180±0.003 | 9.76±0.03 | 96.1 | 1.8 | 15 |
| 13442441-4706343 | 13:44:24.4 | -47:06:34.0 | UCL | K2 IVh | 310 ^o | -25±3 | -19.4±0.9 | 138±7 | 10±60 | 10.144±0.004 | 8.67±0.03 | 98.7 | 6.1 | 12 |
| 13384937-4237234 | 13:38:49.4 | -42:37:23.4 | UCL | K3.5 IV | 310 ^o | -28.6±0.9 | -20.7±0.4 | 126±5 | 6±3 | 11.022±0.005 | 9.52±0.03 | 99.7 | 2.4 | 12 |
| 13380596-4344564 | 13:38:6.0 | -43:44:56.4 | UCL | K3 IV | 310 ^o | -28±2 | -20.1±0.5 | 123±8 | 4±3 | 10.793±0.002 | 9.16±0.03 | 99.6 | 4.0 | 12 |
| 14085608-4403488 | 14:08:56.1 | -44:03:48.9 | UCL | K3 IVe | 393 ^p | -29±2 | -43±3 | 140±20 | 1±3 | 10.885±0.003 | 9.24±0.03 | 99.0 | 5.1 | 11 |
| 16335041-5119011 | 16:33:50.5 | -51:19:1.3 | UCL | K2V(e) | 350 ⁿ | -25±2 | -43±3 | 89±7 | 5±5 ^d | 10.427±0.003 | 8.63±0.02 | 95.8 | 4.3 | 15 |
| 14172009-3230469 | 14:17:20.1 | -32:30:46.9 | UCL | K3Ve | 470 ⁿ | -34±2 | -29.7±0.5 | 85±4 | 10±20 ^{dk} | 10.285±0.002 | 8.48±0.03 | 95.1 | 4.6 | 15 |
| 15564230-3749154 | 15:56:42.3 | -37:49:15.5 | UCL | K7/M0e | - | -11.6±0.3 | -23.1±0.2 | 170±10 | -6±4 ^{e,l} | 10.61±0.03 | 8.73±0.03 | 93.0 | 16.1 | 15 |
| 15592838-4021513 | 15:59:28.4 | -40:21:51.2 | UCL | G8/K1V-V | - | -11.2±0.3 | -22.3±0.2 | 151±7 | 1±4 ^{b,k} | 10.84±0.04 | 8.55±0.03 | 99.2 | 35.9 | 9 |
| 15554883-2512240 | 15:55:48.8 | -25:12:24.1 | USCO | G8V | - | -15±2 | -24.1±0.5 | 134±9 | -3±5 ^d | 10.089±0.003 | 8.76±0.04 | 99.9 | 4.1 | 11 |
| 16312012-2430052 | 16:31:20.1 | -24:30:5.1 | USCO | G5IVe | - | -4±3 | -22±3 | 170±30 | -4.9±0.6 ^d | 10.228±0.003 | 7.90±0.04 | 90.8 | 92.4 | 15 |

2. II Candidates (*continued.*)

| 2MASS ID | α (J2000.0) (hh:mm:ss) | δ (J2000.0) (dd:mm:ss) | B- Σ Group | Spt | Li EW (mÅ) | μ_{α}^a (mas/yr) | μ_{δ}^a (mas/yr) | d^a (pc) | ν_{rad}^c (km/s) | G ^a (mag) | J ^b (mag) | B- Σ Prob. (%) | LEI Ref. |
|----------|-------------------------------|-------------------------------|-------------------|-----|------------|---------------------------|---------------------------|------------|----------------------|----------------------|----------------------|-----------------------|----------|
|----------|-------------------------------|-------------------------------|-------------------|-----|------------|---------------------------|---------------------------|------------|----------------------|----------------------|----------------------|-----------------------|----------|

(a) Taken from Gaia DR1 (Brown et al., 2016).

(b) Taken from 2MASS (Skrutskie et al., 2006).

(c) Taken from RAVE DR5 (Kunder et al., 2017), unless stated otherwise. If multiple source are cited, the mean value was used.

(d) Taken from Torres et al. (2006).

(e) Taken from Anderson & Francis (2012).

(f) Taken from White (2007).

(g) Taken from Shkolnik et al. (2012).

(h) Taken from Bobylev et al. (2006).

(i) Taken from Hawley et al. (1997).

(j) Taken from Gizis et al. (2002).

(k) Taken from Kharchenko et al. (2007).

(l) Taken from Dufhot et al. (1995).

(m) Taken from Da Silva et al. (2009).

(n) Taken from Kiraga (2012).

(o) Taken from Song et al. (2012).

(p) Taken from Pecaut & Mamajek (2016)

References: 1) Elliott et al. (2016), 2) Zuckerman et al. (2001), 3) Schlieder et al. (2012), 4) Montes et al. (2001), 5) Shkolnik et al. (2012), 6) Kluttsch et al. (2014), 7) Mamajek et al. (2002), 8) Torres et al. (2008), 9) Hoogerwerf (2000), 10) Hoogerwerf & Aguilar (1999), 11) Pecaut & Mamajek (2016), 12) Song et al. (2012), 13) Oh et al. (2017), 14) Ortega et al. (2009), 15) This work

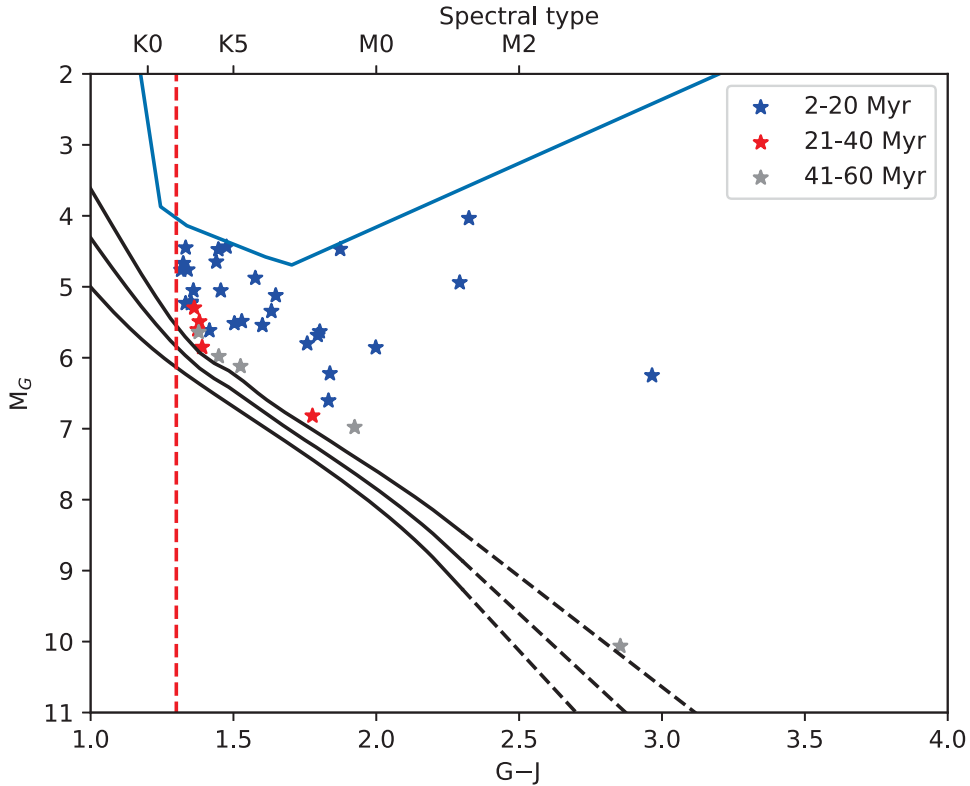


FIGURE 2.3. Colour magnitude diagram for the 42 candidates listed in table 2. II. Because of the selection process described in section 2.4, they are all above the 1σ limit of the old sequence (top dark dashed and full line), under the giant threshold (blue line) and have $G-J \geq 1.3$. Most candidates are several standard deviations above the old sequence, meaning that they are much brighter in G band than the bulk of the non-giant TGAS sample.

The candidates presented in table 2. II not only have high probabilities of being associated with one of this work’s considered associations, but they are also, like the *bona fide* members of figure 2.2, much brighter than the old sequence defined in figure 2.1, as shown in figure 2.3. To quantify the relative brightness of the objects presented in table 2. II and the *bona fide* members, a luminosity excess index (LEI) was defined:

$$LEI = 10^{-0.4*(M_G - M_{OS})} \quad (2.5.1)$$

where M_G is the absolute magnitude of the object and M_{OS} the absolute magnitude of the old sequence, with the same colour index as the object, as defined in figure 2.1. LEI is simply a flux ratio between the young candidate and the old sequence. Figure 2.4 presents the mean LEI for some of the YMGs considered in this work, using coloured dots, and the LEI for the 42 objects listed in table 2. II, as small dark stars. Not every YMGs presented in table 2. I are represented in figure 2.4 because only *bona fide* members with $1.3 \leq G-J \leq 2.75$

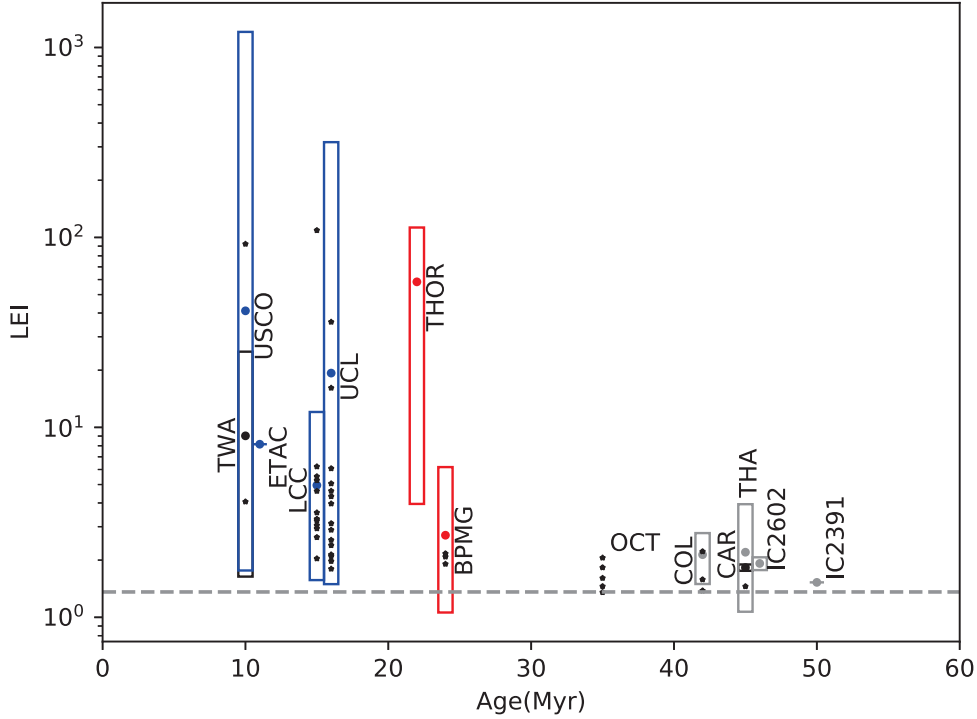


FIGURE 2.4. Luminosity excess for the remaining considered YMGs (coloured box) and the candidates presented in table 2. II (dark stars). Because the LEI can only be determined when $1.3 \leq G-J \leq 2.75$, many *bona fide* members were cut and eventually, some YMGs were altogether removed from this figure. For the others, the boxes' limits represents the extreme of the remaining *bona fide* members LEI distribution, the mean of it shown with a filled dot. The **OCT** association was added to the figure, even tough all of its members were excluded, to show the association of its candidates. Finally, the grey dashed line represents the mean LEI of the old sequence's upper 1σ limit with $1.3 \leq G-J \leq 2.75$. Even tough one candidates of **OCT** is under this line, it is really above the local upper 1σ limit.

were kept, i.e. those in the region where the old sequence is fitted to the **CMD** rather than extrapolated. For comparison, on figure 2.4, the dashed grey line stands for the mean value of LEI for the upper 1σ envelope of the old sequence. Figure 2.4 shows that, like the YMGs, most of the candidates are well above the old sequence's 1σ envelope, with one exception in **OCT**. This object is really brighter than the envelope at its colour-index value. If it were below the upper limit of the old sequence, it would not have been selected.

Figure 2.4 shows a clear trend between the luminosity excess and the age of the objects. As they age and migrate toward the main sequence, stars get fainter. In other words, even within the young objects, the youngest (~ 10 -20 Myr) are much brighter than the older ones

($\sim 40\text{-}50$ Myr). This relation is true only for objects later than $\sim K1$, as can be seen on figure 2.2. Objects with $G\text{-}J \leq 1.3$ tend to be within the $\pm 1\sigma$ limits of the old sequence and are thus indiscernible from it. It is interesting to notice that not only the *bona fide* members show this trend, but that the candidates listed in table 2. II follow it and are all within the extremums of each association, except *2MASS J12202301-5242166* in LCC which has $LEI=109.0$.

2.6. DISCUSSION

The list of 42 candidates presented in table 2. II will be divided and discussed in two categories which are those associated with YMGs added in BANYAN- Σ and, surprisingly, the stars associated with YMGs present in BANYAN I and II, showing that BANYAN- Σ works differently than previous versions. For this work, the youth of an object was determined by three criteria, two of those used in the selection process described in section 2.4, the high BANYAN- Σ association probability and the excess brightness relative to the old sequence. The third criterion is the lithium absorption equivalent width (Li EW).

Because this work is mostly focused on low-mass later-type objects, the presence of lithium absorption is a good indication of youth. The convective outer envelope, characteristic of this type of objects, tends to rapidly consume the lithium present in their photosphere, remnant of their formation, by dragging it to their inner layers. Thus, the presence of lithium absorption at 6707.7 \AA is a good youth indicator. Figure 2.5, courtesy of Eric Mamajek, shows the relation between the Li EW and the spectral type for 9 clusters or YMGs and for weak-lined T-Tauri stars (WTTS), their ages ranging from < 5 Myr up to 4 Gyr. From this plot, it is clear that the larger the lithium absorption line is, the younger the object is, but because this study is mostly focused on later-type objects ($S_{pt} > K$) and under 60 Myr, to be declared young, the object presented in table 2. II needs to have a Li EW $\gtrsim 200 \text{ m\AA}$, i.e. right under the IC2391+2602 (50 Myr) line in figure 2.5 for spectral type of K and above.

2.6.1. Associations added in BANYAN- Σ

Lower Centurus-Cruce (LCC)

12 candidates were found to be associated with LCC with probability superior to 90%. Of those 12, two objects, *2MASS J12202301-5242165* and *2MASS J11594608-6101132* should be considered *bona fide* members as their membership probability are higher than 99% (99.8% for both), they are much brighter than the old sequence ($LEI=109.0$ and 3.0), their Li EW is well above the 200 m\AA criteria (680 m\AA and 480 m\AA). Moreover, they have been associated with LCC previously by Pecaut & Mamajek (2016).

2MASS J12582559-7028490, *2MASS J10574936-6913599* and *2MASS J13220753-6938121* have all three been associated with young stars before. They were all associated

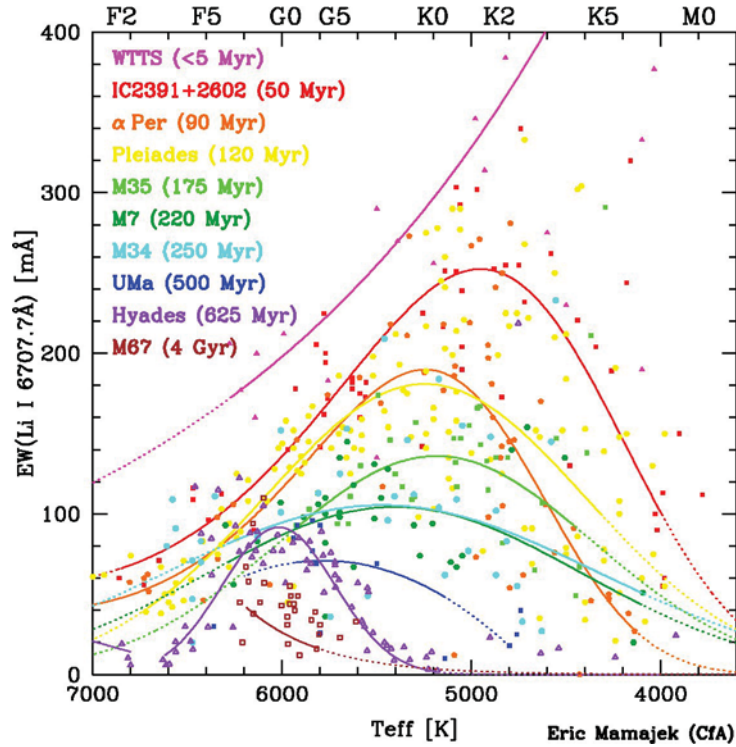


FIGURE 2.5. Evolution of the lithium absorption line's equivalent width in time for objects between spectral types F2 and M0 and for various cluster ages. This figure shows that Li EW tends to narrow with age and for greater effective temperatures. This trend is presented by tracing the Li EW in relation to the effective temperature, or spectral type, for 9 clusters or YMGs and for WTTS, their age ranging from under 5 Myr to 4 Gyr. Figure courtesy of Eric Mamajek.

with LCC by Mamajek et al. (2002), but matched with EPSC by Torres et al. (2008). Because they have high BANYAN- Σ association probabilities with LCC (99.5%, 99.3% and 90.5%) and they meet all the other criteria (Li EW > 200 mÅ; LEI = 3.2, 4.6 and 5.3), the ambiguity should be lifted. *2MASS J12582559-7028490* and *2MASS J10574936-6913599* should be considered *bona fide* members and *2MASS J13220753-6938121* should at least be considered high-probability member of LCC.

2MASS J12442412-5855216 and *2MASS J12472196-6808397* were both identified as members of the Scorpius-Centurus forming region, the former by Hoogerwerf (2000) and the latter, associated more precisely to LCC, by Hoogerwerf & Aguilar (1999). This work confirms their association with LCC as high probability members as their association probability are 96.9% and 93.6% respectively and they show other signs of youth like their excess luminosity (LEI=5.5 and 3.6) and their Li EW (> 200 mÅ).

2MASS J12164023-7007361, *2MASS J13095213-5419440*, *2MASS J13121764-5508258* and *2MASS J13412576-5205346* should be investigated further because no Li EW is available, even though they all have probabilities higher than 98% and LEI of 3.3, 2.6, 2.9 and 6.2.

In the case of *2MASS J12164023-7007361* and *2MASS J13121764-5508258*, they have been associated with LCC by Hoogerwerf & Aguilar (1999) for the former and by Pecaut & Mamajek (2016) for the latter. A Li EW measurement for *2MASS J12164023-7007361*, *2MASS J13095213-5419440*, *2MASS J13121764-5508258* and *2MASS J13412576-5205346* should be sufficient to confirm their youth and even declare some of them as *bona fide* members of LCC.

Finally, *2MASS J13065028-4609561* should be rejected or at least investigated further because even if its probability is above 90% and it has a LEI of 2, its Li EW of 0 mÅ indicates that it may not be a young object.

Octans (OCT)

Of the five objects associated with OCT by our selection process, only *2MASS J01011668-4556372*, first identified as an OCT member by Elliott et al. (2016), has an available Li EW of 100 mÅ which makes it hard to assess the youth of this object. Furthermore, its LEI is only of 1.5, meaning that it is not much brighter than the old sequence. Unfortunately, none of the *bona fide* members of OCT remained in the construction of figure 2.4, making it impossible to compare its luminosity excess. More investigation is required to assess the membership of this object if it is shown to be young.

The four remaining objects in OCT, *2MASS J06070666-2646331*, *2MASS J05053798-3655397*, *2MASS J06255123-2810511* and *2MASS J06553170-6854153* have never been matched to any association. They all have BANYAN- Σ probabilities above 99%, but because the Li EW is missing, they cannot yet be characterized as young. Like *2MASS J01011668-4556372* they are not much brighter than the old sequence (LEI=2.1, 1.6, 1.8 and 1.4), but a lithium absorption equivalent width measurement would certainly help better constrain their age. Given the relatively young age of OCT (~ 35 Myr) and the spectral type of these candidates, if young, they should show prominent Li EW in excess of 200 mÅ (see figure 2.5).

Upper Centurus-Lupus (UCL)

UCL gets the largest number (15) of young candidates. Five of those meet the criteria to be proposed as *bona fide* members of this association. They are *2MASS J15180174-5317287*, *2MASS J15085472-4303136*, *2MASS J13384937-4237234*, *2MASS J13380596-4344564* and *2MASS J14085608-4403488*. All of these targets have a probability higher than 99% (99.5%, 99.9%, 99.7%, 99.6% and 99.0%), are brighter than the old sequence (LEI=3.1, 2.1, 2.4, 4.0 and 5.1) and have Li EW (320 mÅ, 551 mÅ, 310 mÅ, 310 mÅ and 393 mÅ) much higher than the 200 mÅ criteria. They also, except for *2MASS J13380596-4344564*, have been associated with UCL by either Song et al. (2012) or Pecaut & Mamajek (2016). However, *2MASS J13380596-4344564* was associated with LCC by Song et al. (2012), BANYAN- Σ

returns a 99.6% UCL association probability which, with its LEI and Li EW values, makes it a *bona fide* member for UCL, as the four other candidates.

2MASS J13442441-4706343, previously identified in UCL by Song et al. (2012), meets almost all the criteria to be proposed as a *bona fide* member for UCL, i.e. its Li EW of 310 mÅ is above 200 mÅ and it has a LEI of 6.1, making it a very bright star, but its probability of 98.7% is slightly under 99.0%.

This work finds four new high probability members with available Li EW for UCL. They are *2MASS J17272554-3316489*, *2MASS J12561225-4122195*, *2MASS J16335041-5119011* and *2MASS J14172009-3230469*. It is surprising that they were not identified before as their lithium equivalent widths are, in order, 380 mÅ, 360 mÅ, 350 mÅ and 470 mÅ, hinting that they are young K2V to K3Ve stars. However, even if they are brighter than the old sequence (LEI=2.6, 1.8, 4.3 and 4.6), their association probabilities of 94.4%, 96.1%, 95.8% and 95.1% makes them, at best, high probability members of UCL.

Two T-Tauri stars were associated to UCL by BANYAN- Σ . Those are *2MASS J15592838-4021513* and *2MASS J15564230-3749154*. *2MASS J15592838-4021513* was identified as a member of the Sco OB2-3 association by Hoogerwerf (2000) and the other is newly associated in this work. Even if the first target listed here has a probability of 99.2% and the second one of 93.0% and their LEI are 35.9 and 16.1, further investigation is required to determine if their ages meets that of UCL (16 Myr).

Finally, *2MASS J14332578-3432376*, *2MASS J14390097-3042015* and *2MASS J14533255-3237392* all need further investigation for different reasons. Even if *2MASS J14332578-3432376* was previously identified as a member of UCL by Pecaute & Mamajek (2016), its BANYAN- Σ probability is 99.5% and it has a LEI of 2.9, it cannot be considered a *bona fide* member because the Li EW is missing. A Li follow-up on this target would determine its status within UCL. *2MASS J14390097-3042015* was not identified previously as a YMG member, but it is now matched at 99.4% with UCL and has a LEI of 2. However, once again, a Li follow-up could potentially classify this target as a *bona fide* member of UCL. *2MASS J14533255-3237392* was previously associated with a small co-moving group by Oh et al. (2017), but to clarify its association with UCL as a potential high probability member (B- Σ Prob.= 97.6% and LEI=2.1), at least a measurement of its Li EW is required.

Upper Scorpius (USCO)

For USCO, this work finds two T-Tauri stars. *2MASS J15554883-2512240* was identified by Pecaute & Mamajek (2016) as a member of USCO and with a BANYAN- Σ probability of 99.9% and a LEI of 4.1, it is confirmed by this work. As for *2MASS J16312012-2430052*, this work is the first to identify it as a member of USCO. However, because its probability of association is only 90.8% it can, at best, be considered a high probability member even though it is very bright (LEI=92.4).

2.6.2. Associations present in BANYAN I and II

β Pictoris Moving Group (BPMG)

This work unveiled three objects associated with BPMG. *2MASS J17295506-5415487*, a K1V star previously associated with BPMG by Torres et al. (2006), is presently not a *bona fide* member for BPMG in BANYAN- Σ because it was also associated with USCO by Song et al. (2012). Moreover Brandt et al. (2014) found a 50% association probability with BPMG for this star. However, in light of the high probability obtained by BANYAN- Σ (99.2%), its LEI of 2.2 and its Li EW of 360 mÅ, *2MASS J17295506-5415487* should be reconsidered as a *bona fide* member of BPMG.

2MASS J21212446-6654573 is part of a visual binary with star *TYC 9114-1267-1* and was at first associated to THA by Zuckerman et al. (2001) but then was associated with BPMG by Ortega et al. (2009). The Li line was not detected by Torres et al. (2006) but because of the small Li EW of 15 mÅ of its companion, its association with BPMG was rejected by Schlieder et al. (2010). Malo et al. (2012) concluded that this system is a high probability dynamical member of BPMG. In this work, a membership probability of 99.4% and a LEI of 1.9 is found, making *2MASS J21212446-6654573* again a high probability dynamical member of BPMG.

2MASS J05004928+1527006 is a K2IV star associated with BPMG by Schlieder et al. (2012). From this work, its BANYAN- Σ probability is 99.8% and it has a Li EW of 430 mÅ. Moreover, it has a LEI of 2.1. For these reasons, it should now be classified as a *bona fide* member of BPMG.

Columba (COL)

This work found only one target that should be designed as a COL *bona fide* member. *2MASS J04530520-4844386* is a K2V(e) star identified by Elliott et al. (2016) as a COL member. This work confirms its association and even proposes this star as a *bona fide* member because BANYAN- Σ finds it a 99.7% probability of association with COL and it has a Li EW of 250 mÅ, albeit a modest LEI of 1.6.

2MASS J05285509-4534584 is a K1V(e) star also identified by Elliott et al. (2016) as a COL member. Once again, this work confirms its association with its 92.5% probability, a moderate LEI of 1.4 and a Li EW of 270 mÅ. However, *2MASS J05285509-4534584* should be classified as a high probability member of COL.

2MASS J01592349+5831162 is an M4Ve flare star that was at first associated with PLE by Montes et al. (2001), then to CAR by Shkolnik et al. (2012) and back to PLE by Klutsch et al. (2014). In this work, from its kinematic properties, it is clearly associated with COL with a probability of 99.5%. Unfortunately, no Li EW measurements are available. *2MASS J01592349+5831162* cannot be considered a *bona fide* member of COL, even if it has a LEI

of 2.2. Interestingly, the distance of *2MASS J01592349+5831162* is only 13.06 ± 0.02 pc while COL members are typically at 50 ± 20 pc. Further investigation is required to assess the association of this object, but this may be one of the closest members of COL.

Tucana-Horologium (THA)

Our search has yielded two candidates associated by BANYAN- Σ to THA: *2MASS J03304909-4555573* and *2MASS J05182904-3001321*. Both were already associated to THA by Elliott et al. (2016), but *2MASS J03304909-4555573*, a K3V star, should be included in BANYAN- Σ as *bona fide* member since its probability is rounded at 100.0% and it has a Li EW of 229 mÅ, despite its small excess luminosity (LEI=1.5). *2MASS J05182904-3001321* is a K4Ve star with a Li EW of 310 mÅ and a LEI of 1.8 but because its BANYAN- Σ association probability to THA is 93.0%, below 99.0%, it should be considered a high probability member.

2.7. CONCLUSION

This paper is primarily aimed at identifying new members of the 15 youngest co-moving groups included in BANYAN- Σ , within the recently available Tycho-Gaia Astrometric Solution (TGAS) subset of GAIA’s first data release. The groups considered in this work are aged between 4 and 60 Myr, EPSC being the youngest and PL8 the oldest, and their distance ranges from 30 to 149 pc from the Sun. The selection process is, at first, based on two selection criteria, which are the BANYAN- Σ probability to the associations listed before and the position on a colour magnitude diagram. To limit the number of false positives, only objects with association probability higher than 90%, with colour index G-J greater than 1.3 and brighter than the old sequence were considered.

From a sample of 249,982 targets which consists of TGAS’s objects with available radial velocity in the literature, 42 candidates satisfied our selection criteria. Because the three associations that are part of the Scorpius-Centaurus forming region, UCL, LCC and USCO have recently been added to BANYAN- Σ , most of the candidates found are associated with these groups. More precisely, 12 are in LCC, 15 in UCL, 2 in USCO, 5 in OCT, 3 in BPMG, 3 in COL and 2 in THA. Using the lithium equivalent width as a youth indicator, available for 26 of them, 23 can be confirmed as young objects. Finally, 11 new high probability objects are found, 4 with promising Li EW and the remaining in need of Li follow-up observations to confirm their youth.

This research has made use of the SIMBAD database, operated at Centre de Données astronomiques de Strasbourg (CDS), Strasbourg, France. This research has made use of the VizieR catalogue access tool, CDS, Strasbourg, France (Ochsenbein et al., 2000).

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.

Funding for RAVE has been provided by: the Australian Astronomical Observatory; the *LEI*bniz-Institut fuer Astrophysik Potsdam (AIP); the Australian National University; the Australian Research Council; the French National Research Agency; the German Research Foundation (SPP 1177 and SFB 881); the European Research Council (ERC-StG 240271 Galactica); the Istituto Nazionale di Astrofisica at Padova; The Johns Hopkins University; the National Science Foundation of the USA (AST-0908326); the W. M. Keck foundation; the Macquarie University; the Netherlands Research School for Astronomy; the Natural Sciences and Engineering Research Council of Canada; the Slovenian Research Agency; the Swiss National Science Foundation; the Science & Technology Facilities Council of the UK; Opticon; Strasbourg Observatory; and the Universities of Groningen, Heidelberg and Sydney. The RAVE web site is at <https://www.rave-survey.org>.

Chapitre 3

CONCLUSION

L'objectif de cette étude était de trouver de nouvelles candidates d'associations jeunes à partir de la parution récente du premier ensemble de données du satellite **GAIA**, plus particulièrement du sous-ensemble de données *Tycho-Gaia Astrometric Solution (TGAS)* qui présente une solution astrométrique à cinq paramètres, soit l'ascension droite, la déclinaison, le mouvement propre en ascension droite et en déclinaison ainsi que la parallaxe pour plus de 2 millions d'objets. Cet échantillon fut étudié à l'aide de la dernière version de l'outil d'analyse statistique Bayésienne **BANYAN**, **BANYAN- Σ** . Pour limiter le nombre de faux positifs et de candidates ambiguës, plusieurs conditions ont été appliquées. Tout d'abord, bien que **BANYAN- Σ** comprenne 27 groupes cinématiques, seulement les 15 plus jeunes furent considérés, soit ceux âgés entre 4 et 60 M_{ans}. Ces associations sont *β -Pictoris*, *Carina*, *Columba*, *ϵ -Chamaeleontis*, *η -Chamaeleontis*, *Lower Centurus-Crux*, *Octans*, *Platais 8*, *Tucana-Horologium*, *32 Orionis*, *TW-Hydrae*, *Upper Centurus-Lupus*, *Upper Scorpius*, *IC 2391* et *IC 2606*. Ensuite, bien que **BANYAN- Σ** produise des résultats en l'absence de mesure de parallaxe et/ou de vitesse radiale, ceux-ci sont plus fiables pour des solutions astrométriques à 6 paramètres. De tous les objets inclus dans **TGAS**, seul ceux ayant une vitesse radiale disponible furent conservés, ces données venant en très grande partie ($\sim 82\%$) de la cinquième parution de la *RAdial Velocity Experiment (RAVE)*, le reste provenant de la littérature. Comme **BANYAN- Σ** est conçu pour récupérer 90% des membres *bona fide* en appliquant un seuil de probabilité d'association à 90% lorsque leur parallaxe et leur vitesse radiale sont disponibles, le même seuil de 90% fut utilisé pour sélectionner les candidates. En plus d'utiliser un marqueur d'âge cinématique, la position de ces objets sur un diagramme couleur magnitude de la magnitude absolue en bande G et en indice de couleur G-J fut utilisée pour mettre évidence leur caractère jeune. Une fois de plus, pour éviter les ambiguïtés, seulement les objets plus rouges que $G-J=1.3$ furent conservés car les objets jeunes au-dessus de cette limite sont plus brillants que la séquence vieille, cette caractéristique se perdant pour les objets plus bleus.

Des 249 982 étoiles ayant une vitesse radiale et une photométrie en bande J nécessaire à la construction du diagramme couleur magnitude, tirée du *Two-Micron All Sky Survey* (2MASS), 42 répondent aux critères énumérés précédemment. Elles sont réparties ainsi : 3 dans BPMG, 3 dans COL, 2 dans THA, 5 dans OCT, 15 dans UCL, 12 dans LCC et 2 dans USCO. Comme OCT et les associations formant la région de formation stellaire Scorpius-Centurus, UCL, LCC et USCO, sont nouvelles dans BANYAN- Σ , il est attendu que la majorité des candidates obtenues soient associées à celles-ci. Il est cependant intéressant de retrouver des candidates appartenant à des associations plus étudiées comme BPMG, COL et THA.

Les candidates associées à ces trois groupes cinématiques étaient déjà connues comme des membres à faible probabilité ou ambiguës, mais à partir de leurs probabilités d'association BANYAN- Σ , de leur excès de luminosité et de leur largeur équivalente de lithium, marqueur de jeunesse supplémentaire, 13 sont proposées comme nouveaux membres *bona fide*. De plus, bien que la majorité des candidates dans les autres associations aient aussi déjà été associées à des groupes, 11 sont complètement nouvelles dont 4 ont une mesure de largeur équivalente de lithium suffisamment élevée pour en faire des candidates à grande probabilité, mais leurs probabilités d'association sont trop petites pour les considérer comme membres *bona fide*.

Bien que cette étude emploie des critères stricts pour trouver des objets jeunes et limiter le nombre de faux positifs, quelques améliorations pourraient être apportées au processus de sélection. En effet, une définition plus robuste de la séquence vieille aurait probablement permis la conservation de candidates supplémentaires ayant un léger excédant de luminosité, surtout dans les régions plus rouges que G-J=2.5. De plus, un critère basé plutôt sur le type spectral pour éliminer les géantes de l'échantillon aurait probablement conservé des candidates très brillantes.

Finalement, les perspectives de recherches d'objets jeunes sont intéressantes si l'on considère la parution prochaine du deuxième ensemble de données de la mission GAIA qui présentera une solution astrométrique à 5 paramètres pour environ 2 milliards d'étoiles. L'outil d'analyse Bayésienne BANYAN- Σ représente l'outil idéal pour analyser de tels échantillons volumineux, car il est efficace dans sa gestion des ressources informatiques, permettant d'analyser environ 2 millions d'objets distincts en quelques minutes.

Bibliographie

- Anderson, E. & C. Francis (2012). Xhip : An extended hipparcos compilation. *Astronomy Letters* 38(5), 331–346.
- Armitage, P. J. (2007). Lecture notes on the formation and early evolution of planetary systems. *arXiv preprint astro-ph/0701485*.
- Asplund, M., N. Grevesse, A. J. Sauval, & P. Scott (2009). The chemical composition of the sun. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 47, 481–522.
- Bailey III, J. I., R. J. White, C. H. Blake, D. Charbonneau, T. S. Barman, A. M. Tanner, & G. Torres (2012). Precise infrared radial velocities from keck/nirspec and the search for young planets. *The Astrophysical Journal* 749(1), 16.
- Basri, G. (2000). Observations of brown dwarfs. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 38(1), 485–519.
- Bastian, N., K. R. Covey, & M. R. Meyer (2010). A universal stellar initial mass function? a critical look at variations. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 48, 339–389.
- Bell, C. P., S. J. Murphy, & E. E. Mamajek (2017). A stellar census of the nearby, young 32 orionis group. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 468(1), 1198–1220.
- Bildsten, L., E. F. Brown, C. D. Matzner, & G. Ushomirsky (1997). Lithium depletion in fully convective pre-main-sequence stars. *The Astrophysical Journal* 482(1), 442.
- Binks, A. & R. Jeffries (2013). A lithium depletion boundary age of 21 myr for the beta pictoris moving group. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society : Letters* 438(1), L11–L15.
- Blaauw, A. (1946). A study of the scorpio-centaurus cluster. *Publications of the Kapteyn Astronomical Laboratory Groningen* 52, 1–132.
- Blake, C. H., D. Charbonneau, & R. J. White (2010). The nirspec ultracool dwarf radial velocity survey. *The Astrophysical Journal* 723(1), 684.
- Bobylev, V. V., G. Goncharov, & A. T. Bajkova (2006). The osaca database and a kinematic analysis of stars in the solar neighborhood. *Astronomy reports* 50(9), 733–747.
- Bochanski, J. J., S. L. Hawley, I. N. Reid, K. R. Covey, A. A. West, C. Tinney, & J. E. Gizis (2005). Spectroscopic survey of m dwarfs within 100 parsecs of the sun. *The Astronomical Journal* 130(4), 1871.

- Brandner, W., H. Zinnecker, J. M. Alcalá, F. Allard, E. Covino, S. Frink, R. Köhler, M. Kunkel, A. Moneti, & A. Schweitzer (2000). Timescales of disk evolution and planet formation : Hst, adaptive optics, and iso observations of weak-line and post-t tauri stars. *The Astrophysical Journal* 120(2), 950.
- Brandt, T. D., M. Kuzuhara, M. W. McElwain, J. E. Schlieder, J. P. Wisniewski, E. L. Turner, J. Carson, T. Matsuo, B. Biller, M. Bonnefoy, et al. (2014). The moving group targets of the seeds high-contrast imaging survey of exoplanets and disks : Results and observations from the first three years. *The Astrophysical Journal* 786(1), 1.
- Brown, A. G., A. Vallenari, T. Prusti, J. De Bruijne, F. Mignard, R. Drimmel, C. Babusiaux, C. Bailer-Jones, U. Bastian, M. Biermann, et al. (2016). Gaia data release 1-summary of the astrometric, photometric, and survey properties. *Astronomy & Astrophysics* 595, A2.
- Burgasser, A. J., T. Geballe, S. Leggett, J. D. Kirkpatrick, & D. A. Golimowski (2006). A unified near-infrared spectral classification scheme for t dwarfs. *The Astrophysical Journal* 637(2), 1067.
- Burgasser, A. J., J. D. Kirkpatrick, M. E. Brown, I. N. Reid, J. E. Gizis, C. C. Dahn, D. G. Monet, C. A. Beichman, J. Liebert, R. M. Cutri, et al. (1999). Discovery of four field methane (t-type) dwarfs with the two micron all-sky survey. *The Astrophysical Journal Letters* 522(1), L65.
- Burke, C. J., M. H. Pinsonneault, & A. Sills (2004). Theoretical examination of the lithium depletion boundary. *The Astrophysical Journal* 604(1), 272.
- Burrows, A., W. Hubbard, J. Lunine, & J. Liebert (2001). The theory of brown dwarfs and extrasolar giant planets. *Reviews of Modern Physics* 73(3), 719.
- Campbell, B., G. A. Walker, & S. Yang (1988). A search for substellar companions to solar-type stars. *The Astrophysical Journal* 331, 902–921.
- Casewell, S. L., R. F. Jameson, & P. D. Dobbie (2006). New stellar members of the coma berenices open star cluster. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 365(2), 447–453.
- Chabrier, G. (2003). Galactic stellar and substellar initial mass function. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 115(809), 763.
- Chabrier, G. (2005). The initial mass function : from salpeter 1955 to 2005. In E. Corbelli, F. Palla, & H. Zinnecker (Eds.), *The Initial Mass Function 50 Years Later*, Volume 327, pp. 41–50. Springer.
- Charbonnel, C., T. Montmerle, & R. Klessen (2011). Star formation in molecular clouds. *European Astronomical Society Publications Series* 51, 133–167.
- Chubak, C., G. Marcy, D. A. Fischer, A. W. Howard, H. Isaacson, J. A. Johnson, & J. T. Wright (2012). Precise radial velocities of 2046 nearby fgkm stars and 131 standards. *arXiv preprint arXiv :1207.6212*.

- Clarke, C., A. Gendrin, & M. Sotomayor (2001). The dispersal of circumstellar discs : the role of the ultraviolet switch. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 328(2), 485–491.
- Cruz, K. L., J. D. Kirkpatrick, & A. J. Burgasser (2009). Young l dwarfs identified in the field : a preliminary low-gravity, optical spectral sequence from l0 to l5. *The Astronomical Journal* 137(2), 3345.
- Cummings, E. E. (1921). The photo-electric photometer of the lick observatory. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 33, 214.
- Cushing, M. C., J. D. Kirkpatrick, C. R. Gelino, R. L. Griffith, M. F. Skrutskie, A. Mainzer, K. A. Marsh, C. A. Beichman, A. J. Burgasser, L. A. Prato, et al. (2011). The discovery of y dwarfs using data from the wide-field infrared survey explorer (wise). *The Astrophysical Journal* 743(1), 50.
- Czekaj, M., A. Robin, F. Figueras, X. Luri, & M. Haywood (2014). The besançon galaxy model renewed-i. constraints on the local star formation history from tycho data. *Astronomy & Astrophysics* 564, A102.
- Da Silva, L., C. Torres, R. de La Reza, G. Quast, C. Melo, & M. Sterzik (2009). Search for associations containing young stars (sacy)-iii. ages and li abundances. *Astronomy & Astrophysics* 508(2), 833–839.
- Dantona, F. & I. Mazzitelli (1985). Evolution of very low mass stars and brown dwarfs. i-the minimum main-sequence mass and luminosity. *The Astrophysical Journal* 296, 502–513.
- de La Reza, R., C. A. Torres, G. Quast, B. V. Castilho, & G. L. Vieira (1989). Discovery of new isolated t tauri stars. *The Astrophysical Journal* 343, L61–L64.
- De Zeeuw, P., R. v. Hoogerwerf, J. H. de Bruijne, A. Brown, & A. Blaauw (1999). A hipparcos census of the nearby ob associations. *The Astronomical Journal* 117(1), 354.
- Dias, W., B. Alessi, A. Moitinho, & J. Lépine (2002). New catalogue of optically visible open clusters and candidates. *Astronomy & Astrophysics* 389(3), 871–873.
- Duchêne, G. & A. Kraus (2013). Stellar multiplicity. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 51, 269–310.
- Duflot, M., P. Figon, & N. Meyssonier (1995). Vitesses radiales. catalogue web : Wilson evans batten. subtitle : Radial velocities : The wilson-evans-batten catalogue. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* 114, 269.
- Dullemond, C. & C. Dominik (2005). Dust coagulation in protoplanetary disks : A rapid depletion of small grains. *Astronomy & Astrophysics* 434(3), 971–986.
- Eggen, O. (1958). Stellar groups. i. the hyades and sirius groups. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 118(1), 65–79.
- Eggen, O. J. (1992). The sirius supercluster in the fk5. *The Astronomical Journal* 104, 1493–1504.

- Eggen, O. J. (1995). Reality tests of superclusters in the young disk population. *The Astronomical Journal* 110, 2862.
- Elliott, P., A. Bayo, C. Melo, C. Torres, M. Sterzik, G. Quast, D. Montes, & R. Brahm (2016). Search for associations containing young stars (sacy)-vii. new stellar and substellar candidate members in the young associations. *Astronomy & Astrophysics* 590, A13.
- Elmegreen, B. (1979). On the disruption of a protoplanetary disk nebula by a t tauri like solar wind. *Astronomy and Astrophysics* 80, 77.
- Epchtein, N., B. De Batz, L. Capoani, L. Chevallier, E. Copet, P. Fouqué, F. Lacombe, T. Le Bertre, S. Pau, D. Rouan, et al. (1997). The deep near infrared southern sky survey (denis). *The Impact of Large Scale Near-IR Sky Surveys*, 15–24.
- Evans, D. (1967). The revision of the general catalogue of radial velocities. In *Determination of Radial Velocities and their Applications*, Volume 30, pp. 57.
- Feigelson, E. D., W. A. Lawson, & G. P. Garmire (2003). The ϵ chamaeleontis young stellar group and the characterization of sparse stellar clusters. *The Astrophysical Journal* 599(2), 1207.
- Ferriere, K. M. (2001). The interstellar environment of our galaxy. *Reviews of Modern Physics* 73(4), 1031.
- Fressin, F., G. Torres, D. Charbonneau, S. T. Bryson, J. Christiansen, C. D. Dressing, J. M. Jenkins, L. M. Walkowicz, & N. M. Batalha (2013). The false positive rate of kepler and the occurrence of planets. *The Astrophysical Journal* 766(2), 81.
- Frisch, P. & D. York (1983). Synthesis maps of ultraviolet observations of neutral interstellar gas. *The Astrophysical Journal* 271, L59–L63.
- Gagné, J., D. Lafrenière, R. Doyon, J. K. Faherty, L. Malo, K. L. Cruz, É. Artigau, A. J. Burgasser, M.-E. Naud, S. Bouchard, et al. (2015). The banyan all-sky survey for brown dwarf members of young moving groups. *Proceedings of the International Astronomical Union* 10(S314), 49–53.
- Gagné, J., D. Lafrenière, R. Doyon, L. Malo, & É. Artigau (2014). Banyan. ii. very low mass and substellar candidate members to nearby, young kinematic groups with previously known signs of youth. *The Astrophysical Journal* 783(2), 121.
- Gagné, J., E. E. Mamajek, L. Malo, A. Riedel, D. Rodriguez, D. Lafrenière, J. K. Faherty, O. Roy-Loubier, L. Pueyo, A. C. Robin, & R. Doyon (2017). Banyan. xi. the banyan σ multivariate bayesian algorithm to identify members of young associations within 150 pc.
- Gálvez-Ortiz, M., J. Clarke, D. Pinfield, J. Jenkins, S. Folkes, A. G. Pérez, A. Day-Jones, B. Burningham, H. Jones, J. Barnes, et al. (2010). Spectroscopy and kinematics of low-mass members of young moving groups. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 409(2), 552–566.
- Gammie, C. F. (2001). Nonlinear outcome of gravitational instability in cooling, gaseous disks. *The Astrophysical Journal* 553(1), 174.

- Garaud, P. & D. Lin (2004). On the evolution and stability of a protoplanetary disk dust layer. *The Astrophysical Journal* 608(2), 1050.
- Garaud, P., F. Meru, M. Galvagni, & C. Olczak (2013). From dust to planetesimals : an improved model for collisional growth in protoplanetary disks. *The Astrophysical Journal* 764(2), 146.
- Geballe, T., G. Knapp, S. Leggett, X. Fan, D. Golimowski, S. Anderson, J. Brinkmann, I. Csabai, J. Gunn, S. Hawley, et al. (2002). Toward spectral classification of l and t dwarfs : infrared and optical spectroscopy and analysis. *The Astrophysical Journal* 564(1), 466.
- Gizis, J. E., I. N. Reid, & S. L. Hawley (2002). The palomar/msu nearby star spectroscopic survey. iii. chromospheric activity, m dwarf ages, and the local star formation history. *The Astronomical Journal* 123(6), 3356.
- Goldreich, P. & W. R. Ward (1973). The formation of planetesimals. *The Astrophysical Journal* 183, 1051–1062.
- Guenther, E., A. Hatzes, & M. Kürster (2003). The tautenburg radial-velocity survey for extra-solar planets. *Astronomische Nachrichten Supplement* 324, 1.
- Hartigan, P., L. Hartmann, S. J. Kenyon, S. E. Strom, & M. F. Skrutskie (1990). Correlations of optical and infrared excesses in t tauri stars. *The Astrophysical Journal* 354, L25–L28.
- Hartmann, L., N. Calvet, E. Gullbring, & P. D’Alessio (1998). Accretion and the evolution of t tauri disks. *The Astrophysical Journal* 495(1), 385.
- Hatzes, A. P., W. D. Cochran, M. Endl, B. McArthur, D. B. Paulson, G. A. Walker, B. Campbell, & S. Yang (2003). A planetary companion to γ cephei a. *The Astrophysical Journal* 599(2), 1383.
- Hawley, S. L., J. E. Gizis, & N. I. Reid (1997). The palomar/msu nearby star spectroscopic survey. ii. the southern m dwarfs and investigation of magnetic activity. *The Astronomical Journal* 113, 1458.
- Hillenbrand, L. A. (2008). Age-related observations of low mass pre-main and young main sequence stars. *Proceedings of the International Astronomical Union* 4(S258), 81–94.
- Høg, E., C. Fabricius, V. V. Makarov, S. Urban, T. Corbin, G. Wycoff, U. Bastian, P. Schwenkdiel, & A. Wicenec (2000). The tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars. *Astronomy and Astrophysics* 355, L27–L30.
- Hoogerwerf, R. (2000). Ob association members in the act and trc catalogues. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 313(1), 43–65.
- Hoogerwerf, R. & L. A. Aguilar (1999). Identification of moving groups and member selection using hipparcos data. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 306(2), 394–406.
- Jeans, J. H. (1902). The stability of a spherical nebula. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London. Series A, Containing Papers of a Mathematical or Physical Character* 199, 1–53.

- Jeffries, R. (1995). The kinematics of lithium-rich, active late-type stars : evidence for a low-mass local association. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 273(3), 559–572.
- Johnson, D. R. & D. R. Soderblom (1987). Calculating galactic space velocities and their uncertainties, with an application to the ursa major group. *The Astronomical Journal* 93, 864–867.
- Kharchenko, N., R.-D. Scholz, A. Piskunov, S. Röser, & E. Schilbach (2007). Astrophysical supplements to the ascc-2.5 : Ia. radial velocities of 55000 stars and mean radial velocities of 516 galactic open clusters and associations. *Astronomische Nachrichten* 328(9), 889–896.
- Kiraga, M. (2012). Asas photometry of rosat sources i. periodic variable stars coincident with bright sources from rosat all sky survey. *arXiv preprint arXiv :1204.3825*.
- Kirkpatrick, J. D., C. R. Gelino, M. C. Cushing, G. N. Mace, R. L. Griffith, M. F. Skrutskie, K. A. Marsh, E. L. Wright, P. R. Eisenhardt, I. S. McLean, et al. (2012). Further defining spectral type “y” and exploring the low-mass end of the field brown dwarf mass function. *The Astrophysical Journal* 753(2), 156.
- Kirkpatrick, J. D., D. L.Looper, A. J. Burgasser, S. D. Schurr, R. M. Cutri, M. C. Cushing, K. L. Cruz, A. C. Sweet, G. R. Knapp, T. S. Barman, et al. (2010). Discoveries from a near-infrared proper motion survey using multi-epoch two micron all-sky survey data. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 190(1), 100.
- Kirkpatrick, J. D., I. N. Reid, J. Liebert, R. M. Cutri, B. Nelson, C. A. Beichman, C. C. Dahn, D. G. Monet, J. E. Gizis, & M. F. Skrutskie (1999). Dwarfs cooler than “m” : The definition of spectral type “l” using discoveries from the 2-micron all-sky survey (2mass). *The Astrophysical Journal* 519(2), 802.
- Klutsch, A., R. F. Ferrero, P. Guillout, A. Frasca, E. Marilli, & D. Montes (2014). Reliable probabilistic determination of membership in stellar kinematic groups in the young disk. *Astronomy & Astrophysics* 567, A52.
- Koch, D. G., W. J. Borucki, G. Basri, N. M. Batalha, T. M. Brown, D. Caldwell, J. Christensen-Dalsgaard, W. D. Cochran, E. DeVore, E. W. Dunham, et al. (2010). Kepler mission design, realized photometric performance, and early science. *The Astrophysical Journal Letters* 713(2), L79.
- Kroupa, P. (2001). On the variation of the initial mass function. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 322(2), 231–246.
- Kunder, A., G. Kordopatis, M. Steinmetz, T. Zwitter, P. J. McMillan, L. Casagrande, H. Enke, J. Wojno, M. Valentini, C. Chiappini, et al. (2017). The radial velocity experiment (rave) : Fifth data release. *The Astronomical Journal* 153(2), 75.
- Lada, C. J. (2006). Stellar multiplicity and the initial mass function : most stars are single. *The Astrophysical Journal Letters* 640(1), L63.

- Latham, D. W., R. P. Stefanik, G. Torres, R. J. Davis, T. Mazeh, B. W. Carney, J. B. Laird, & J. A. Morse (2002). A survey of proper-motion stars. xvi. orbital solutions for 171 single-lined spectroscopic binaries—some of the results presented here used observations made with the multiple mirror telescope, a joint facility of the smithsonian institution and the university of arizona. *The Astronomical Journal* 124(2), 1144.
- Laughlin, G. & P. Bodenheimer (1994). Nonaxisymmetric evolution in protostellar disks. *The Astrophysical Journal* 436, 335–354.
- Lépine, S. & M. Simon (2009). Nearby young stars selected by proper motion. i. four new members of the β pictoris moving group from the tycho-2 catalog. *The Astronomical Journal* 137(3), 3632.
- Looper, D. L., J. J. Bochanski, A. J. Burgasser, S. Mohanty, E. E. Mamajek, J. K. Faherty, A. A. West, & M. A. Pitts (2010). A widely separated, highly occluded companion to the nearby low-mass t tauri star twa 30. *The Astronomical Journal* 140(5), 1486.
- López-Santiago, J., D. Montes, M. Gálvez-Ortiz, I. Crespo-Chacón, R. Martínez-Arnáiz, M. Fernández-Figueroa, E. De Castro, & M. Cornide (2010). A high-resolution spectroscopic survey of late-type stars : chromospheric activity, rotation, kinematics, and age. *Astronomy & Astrophysics* 514, A97.
- Lutz, T. E. & D. H. Kelker (1973). On the use of trigonometric parallaxes for the calibration of luminosity systems : Theory. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 85(507), 573.
- Malo, L., R. Doyon, G. A. Feiden, L. Albert, D. Lafrenière, É. Artigau, J. Gagné, & A. Riedel (2014). Banyan. iv. fundamental parameters of low-mass star candidates in nearby young stellar kinematic groups—isochronal age determination using magnetic evolutionary models. *The Astrophysical Journal* 792(1), 37.
- Malo, L., R. Doyon, D. Lafrenière, É. Artigau, J. Gagné, F. Baron, & A. Riedel (2012). Bayesian analysis to identify new star candidates in nearby young stellar kinematic groups. *The Astrophysical Journal* 762(2), 88.
- Mamajek, E. E. (2006). New nearby young star cluster candidates within 200 pc. *Proceedings of the International Astronomical Union* 2(S237), 442–442.
- Mamajek, E. E., W. A. Lawson, & E. D. Feigelson (1999). The η chamaeleontis cluster : a remarkable new nearby young open cluster. *The Astrophysical Journal Letters* 516(2), L77.
- Mamajek, E. E., W. A. Lawson, & E. D. Feigelson (2000). The η chamaeleontis cluster : Origin in the sco-cen ob association. *The Astrophysical Journal* 544(1), 356.
- Mamajek, E. E., M. R. Meyer, & J. Liebert (2002). Post-t tauri stars in the nearest ob association. *The Astronomical Journal* 124(3), 1670.
- Martin, D. C., J. Fanson, D. Schiminovich, P. Morrissey, P. G. Friedman, T. A. Barlow, T. Conrow, R. Grange, P. N. Jelinsky, B. Milliard, et al. (2005). The galaxy evolution

- explorer : A space ultraviolet survey mission. *The Astrophysical Journal Letters* 619(1), L1.
- Martín, E. L., X. Delfosse, G. Basri, B. Goldman, T. Forveille, & M. R. Z. Osorio (1999). Spectroscopic classification of late-m and l field dwarfs. *The Astronomical Journal* 118(5), 2466.
- Miller, G. E. & J. M. Scalo (1979). The initial mass function and stellar birthrate in the solar neighborhood. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 41, 513–547.
- Montes, D., J. López-Santiago, M. Gálvez, M. J. Fernández-Figueroa, E. De Castro, & M. Cornide (2001). Late-type members of young stellar kinematic groups–i. single stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 328(1), 45–63.
- Morgan, W., P. C. Keenan, & E. Kellman (1943). An atlas of stellar spectra. *University of Chicago*.
- Murphy, S. J., W. A. Lawson, & M. S. Bessell (2013). Re-examining the membership and origin of the ϵ cha association. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 435(2), 1325–1349.
- Naud, M.-E., É. Artigau, L. Malo, L. Albert, R. Doyon, D. Lafreniere, J. Gagné, D. Saumon, C. V. Morley, F. Allard, et al. (2014). Discovery of a wide planetary-mass companion to the young m3 star gu psc. *The Astrophysical Journal* 787(1), 5.
- Ochsenbein, F., P. Bauer, & J. Marcout (2000). The vizier database of astronomical catalogues. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* 143(1), 23–32.
- Oh, S., A. M. Price-Whelan, D. W. Hogg, T. D. Morton, & D. N. Spergel (2017). Comoving stars in gaia dr1 : An abundance of very wide separation comoving pairs. *The Astronomical Journal* 153(6), 257.
- Oppenheimer, B., S. Kulkarni, K. Matthews, & T. Nakajima (1995). Infrared spectrum of the cool brown dwarf gi 229b. *Science* 270(5241), 1478.
- Ortega, V., E. Jilinski, R. De La Reza, & B. Bazzanella (2009). A formation scenario of young stellar groups in the region of the scorpio centaurus ob association. *The Astronomical Journal* 137(4), 3922.
- Pecaut, M. J. & E. E. Mamajek (2016). The star formation history and accretion-disc fraction among the k-type members of the scorpius–centaurus ob association. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 461(1), 794–815.
- Perryman, M. A., L. Lindegren, J. Kovalevsky, E. Hoeg, U. Bastian, P. Bernacca, M. Crézé, F. Donati, M. Grenon, M. Grewing, et al. (1997). The hipparcos catalogue. *Astronomy and Astrophysics* 323.
- Platais, I., V. Kozhurina-Platais, & F. van Leeuwen (1998). A search for star clusters from the hipparcos data. *The Astronomical Journal* 116(5), 2423.

- Platais, I., C. Melo, J.-C. Mermilliod, V. Kozhurina-Platais, J. Fulbright, R. Méndez, M. Altmann, & J. Sperauskas (2007). Wiy open cluster study-xxvi. improved kinematic membership and spectroscopy of ic 2391. *Astronomy & Astrophysics* 461(2), 509–522.
- Prusti, T., J. De Bruijne, A. Brown, A. Vallenari, C. Babusiaux, C. Bailer-Jones, U. Bastian, M. Biermann, D. Evans, L. Eyer, et al. (2016). The gaia mission. *Astronomy & Astrophysics* 595, A1.
- Reid, I. N., K. L. Cruz, P. Allen, F. Mungall, D. Kilkeny, J. Liebert, S. L. Hawley, O. J. Fraser, K. R. Covey, P. Lowrance, et al. (2004). Meeting the cool neighbors. viii. a preliminary 20 parsec census from the nltt catalogue. *The Astronomical Journal* 128(1), 463.
- Reid, I. N., K. L. Cruz, J. D. Kirkpatrick, P. R. Allen, F. Mungall, J. Liebert, P. Lowrance, & A. Sweet (2008). Meeting the cool neighbors. x. ultracool dwarfs from the 2mass all-sky data release. *The Astronomical Journal* 136(3), 1290.
- Reid, I. N., J. E. Gizis, & S. L. Hawley (2002). The palomar/msu nearby star spectroscopic survey. iv. the luminosity function in the solar neighborhood and m dwarf kinematics. *The Astronomical Journal* 124(5), 2721.
- Reiners, A. & G. Basri (2009). A volume-limited sample of 63 m7-m9. 5 dwarfs. i. space motion, kinematic age, and lithium. *The Astrophysical Journal* 705(2), 1416.
- Rice, E. L., T. Barman, I. S. Mclean, L. Prato, & J. D. Kirkpatrick (2009). Physical properties of young brown dwarfs and very low mass stars inferred from high-resolution model spectra. *The Astrophysical Journal Supplement Series* 186(1), 63.
- Riedel, A. R., S. C. Blunt, E. L. Lambrides, E. L. Rice, K. L. Cruz, & J. K. Faherty (2017). Lacewing : A new moving group analysis code. *The Astronomical Journal* 153(3), 95.
- Robin, A., C. Reylé, J. Fliri, M. Czekaj, C. Robert, & A. Martins (2014). Constraining the thick disc formation scenario of the milky way. *Astronomy & Astrophysics* 569, A13.
- Robin, A. C., O. Bienaymé, J. G. Fernández-Trincado, & C. Reylé (2017). Kinematics of the local disk from the rave survey and the gaia first data release. *Astronomy & Astrophysics* 605, A1.
- Robin, A. C., M. Haywood, M. Creze, D. K. Ojha, & O. Bienayme (1996). The thick disc of the galaxy : Sequel of a merging event. *ASTRONOMY AND ASTROPHYSICS-BERLIN-305*, 125–134.
- Robin, A. C., D. J. Marshall, M. Schultheis, & C. Reylé (2012). Stellar populations in the milky way bulge region : towards solving the galactic bulge and bar shapes using 2mass data. *Astronomy & Astrophysics* 538, A106.
- Robin, A. C., C. Reylé, S. Derriere, & S. Picaud (2003). A synthetic view on structure and evolution of the milky way. *Astronomy & Astrophysics* 409(2), 523–540.
- Rodriguez, D. R., M. Bessell, B. Zuckerman, & J. H. Kastner (2011). A new method to identify nearby, young, low-mass stars. *The Astrophysical Journal* 727(2), 62.

- Safronov, V. S. (1972). Evolution of the protoplanetary cloud and formation of the earth and planets. *Evolution of the protoplanetary cloud and formation of the earth and planets.*, by Safronov, VS. Translated from Russian. Jerusalem (Israel) : Israel Program for Scientific Translations, Keter Publishing House, 212 p. 1.
- Salpeter, E. E. (1955). The luminosity function and stellar evolution. *The Astrophysical Journal* 121, 161.
- Santerne, A., R. Díaz, C. Moutou, F. Bouchy, G. Hébrard, J.-M. Almenara, A. Bonomo, M. Deleuil, & N. Santos (2012). Sophie velocimetry of kepler transit candidates-vii. a false-positive rate of 35% for kepler close-in giant candidates. *Astronomy & Astrophysics* 545, A76.
- Schlieder, J. E., S. Lépine, & M. Simon (2010). β pictoris and ab doradus moving groups : Likely new low-mass members. *The Astronomical Journal* 140(1), 119.
- Schlieder, J. E., S. Lépine, & M. Simon (2012). Cool young stars in the northern hemisphere : β pictoris and ab doradus moving group candidates. *The Astronomical Journal* 143(4), 80.
- Schmidt, S. J., A. A. West, S. L. Hawley, & J. S. Pineda (2010). Colors and kinematics of l dwarfs from the sloan digital sky survey. *The Astronomical Journal* 139(5), 1808.
- Schneider, N., S. Bontemps, R. Simon, V. Ossenkopf, C. Federrath, R. Klessen, F. Motte, P. André, J. Stutzki, & C. Brunt (2011). The link between molecular cloud structure and turbulence. *Astronomy & Astrophysics* 529, A1.
- Schönberg, M. & S. Chandrasekhar (1942). On the evolution of the main-sequence stars. *The Astrophysical Journal* 96, 161.
- Schröder, K.-P. & R. Connon Smith (2008). Distant future of the sun and earth revisited. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 386(1), 155–163.
- Seifahrt, A., A. Reiners, K. A. Almaghrbi, & G. Basri (2010). On the kinematic age of brown dwarfs : radial velocities and space motions of 43 nearby l dwarfs. *Astronomy & Astrophysics* 512, A37.
- Shkolnik, E. L., G. Anglada-Escudé, M. C. Liu, B. P. Bowler, A. J. Weinberger, A. P. Boss, I. N. Reid, & M. Tamura (2012). Identifying the young low-mass stars within 25 pc. ii. distances, kinematics, and group membership. *The Astrophysical Journal* 758(1), 56.
- Shvonski, A. J., E. E. Mamajek, J. S. Kim, M. R. Meyer, & M. J. Pecaut (2016). A spitzer space telescope survey for dusty debris disks in the nearby 32 orionis group. *arXiv preprint arXiv :1612.06924*.
- Siebert, A., M. E. Williams, A. Siviero, W. Reid, C. Boeche, M. Steinmetz, J. Fulbright, U. Munari, T. Zwitter, F. G. Watson, et al. (2011). The radial velocity experiment (rave) : third data release. *The Astronomical Journal* 141(6), 187.
- Skrutskie, M., R. Cutri, R. Stiening, M. Weinberg, S. Schneider, J. Carpenter, C. Beichman, R. Capps, T. Chester, J. Elias, et al. (2006). The two micron all sky survey (2mass). *The*

- Astronomical Journal* 131(2), 1163.
- Skrutskie, M., D. Dutkevitch, S. E. Strom, S. Edwards, K. M. Strom, & M. A. Shure (1990). A sensitive 10-micron search for emission arising from circumstellar dust associated with solar-type pre-main-sequence stars. *The Astronomical Journal* 99, 1187–1195.
- Soderblom, D. R. (2010). The ages of stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 48, 581–629.
- Song, I., B. Zuckerman, & M. Bessell (2012). New members of the scorpius-centaurus complex and ages of its sub-regions. *The Astronomical Journal* 144(1), 8.
- Spiegel, D. S. & A. Burrows (2012). Spectral and photometric diagnostics of giant planet formation scenarios. *The Astrophysical Journal* 745(2), 174.
- Stahler, S. W. (1988). Deuterium and the stellar birthline. *The Astrophysical Journal* 332, 804–825.
- Stauffer, J., D. Hamilton, R. Probst, G. Rieke, & M. Mateo (1989). Possible pleiades members with m of about 0.07 solar mass-identification of brown dwarf candidates of known age, distance, and metallicity. *The Astrophysical Journal* 344, L21–L24.
- Steinmetz, M., T. Zwitter, A. Siebert, F. G. Watson, K. C. Freeman, U. Munari, R. Campbell, M. Williams, G. M. Seabroke, R. F. Wyse, et al. (2006). The radial velocity experiment (rave) : first data release. *The Astronomical Journal* 132(4), 1645.
- Stephens, D., S. Leggett, M. C. Cushing, M. S. Marley, D. Saumon, T. Geballe, D. A. Golimowski, X. Fan, & K. Noll (2009). The 0.8-14.5 μm spectra of mid-l to mid-t dwarfs : Diagnostics of effective temperature, grain sedimentation, gas transport, and surface gravity. *The Astrophysical Journal* 702(1), 154.
- Stern, S. A. & J. E. Colwell (1997). Collisional erosion in the primordial edgeworth-kuiper belt and the generation of the 30-50 au kuiper gap. *The Astrophysical Journal* 490(2), 879.
- Strom, K. M., S. E. Strom, S. Edwards, S. Cabrit, & M. F. Skrutskie (1989). Circumstellar material associated with solar-type pre-main-sequence stars-a possible constraint on the timescale for planet building. *The Astronomical Journal* 97, 1451–1470.
- Toomre, A. (1964). On the gravitational stability of a disk of stars. *The Astrophysical Journal* 139, 1217–1238.
- Torres, C., G. Quast, L. Da Silva, R. de La Reza, C. Melo, & M. Sterzik (2006). Search for associations containing young stars (sacy)-i. sample and searching method. *Astronomy & Astrophysics* 460(3), 695–708.
- Torres, C., G. Quast, C. Melo, M. Sterzik, & B. Reipurth (2008). Handbook of star forming regions. *Volume II* 757.
- Torres, C. A., L. Da Silva, G. R. Quast, R. De La Reza, & E. Jilinski (2000). A new association of post-t tauri stars near the sun. *The Astronomical Journal* 120(3), 1410.

- Torres, C. A., G. R. Quast, C. H. Melo, & M. F. Sterzik (2008). Young nearby loose associations. *arXiv preprint arXiv :0808.3362*.
- Uppgren, A. & J. Harlow (1996). Space motions of low-mass stars. ii : Radial velocities. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 108(719), 64.
- West, A. A., S. L. Hawley, J. J. Bochanski, K. R. Covey, I. N. Reid, S. Dhital, E. J. Hilton, & M. Masuda (2008). Constraining the age-activity relation for cool stars : the sloan digital sky survey data release 5 low-mass star spectroscopic sample. *The Astronomical Journal* 135(3), 785.
- White, R. (2007). The search for young planets. *Keck Observatory Archive NIRSPEC N161NS*.
- Whiteoak, J. B. & A. Rodgers (1961). A study of the galactic cluster ic 2602 : I. a photoelectric and spectroscopic investigation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 123(3), 245–256.
- Wilson, R. E. (1953). *General catalogue of stellar radial velocities*, Volume 601. Carnegie Institution of Washington Washington, DC.
- Wright, E. L., P. R. Eisenhardt, A. K. Mainzer, M. E. Ressler, R. M. Cutri, T. Jarrett, J. D. Kirkpatrick, D. Padgett, R. S. McMillan, M. Skrutskie, et al. (2010). The wide-field infrared survey explorer (wise) : mission description and initial on-orbit performance. *The Astronomical Journal* 140(6), 1868.
- Wuchterl, G. & W. Tscharnuter (2003). From clouds to stars-protostellar collapse and the evolution to the pre-main sequence i. equations and evolution in the hertzsprung-russell diagram. *Astronomy & Astrophysics* 398(3), 1081–1090.
- y Navascués, D. B. & E. L. Martín (2003). An empirical criterion to classify t tauri stars and substellar analogs using low-resolution optical spectroscopy. *The Astronomical Journal* 126(6), 2997.
- Zickgraf, F.-J., J. Krautter, S. Reffert, J. Alcalá, R. Mujica, E. Covino, & M. Sterzik (2005). Identification of a complete sample of northern rosat all-sky survey x-ray sources-viii. the late-type stellar component. *Astronomy & Astrophysics* 433(1), 151–171.
- Zuckerman, B., M. Bessell, I. Song, & S. Kim (2006). The carina-near moving group. *The Astrophysical Journal Letters* 649(2), L115.
- Zuckerman, B. & I. Song (2004). Young stars near the sun. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* 42, 685–721.
- Zuckerman, B., I. Song, & M. Bessell (2004). The ab doradus moving group. *The Astrophysical Journal Letters* 613(1), L65.
- Zuckerman, B., I. Song, M. Bessell, & R. Webb (2001). The β pictoris moving group. *The Astrophysical Journal Letters* 562(1), L87.

- Zuckerman, B. & R. Webb (2000). Identification of a nearby stellar association in the hip-parcos catalog : Implications for recent, local star formation. *The Astrophysical Journal* 535(2), 959.
- Zwitter, T., A. Siebert, U. Munari, K. C. Freeman, A. Siviero, F. G. Watson, J. P. Fulbright, R. F. Wyse, R. Campbell, G. M. Seabroke, et al. (2008). The radial velocity experiment (rave) : second data release. *The Astronomical Journal* 136(1), 421.