

# **UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA**

**Dipartimento di Fisica e Astronomia “Galileo Galilei”**

**Corso di Laurea in Astronomia**

**Tesi di Laurea**

**Ricerca di compagni substellari in associazioni giovani con il  
metodo dell’anomalia di moto proprio**

**Relatore**

**Prof. Malavolta Luca**

**Correlatori**

**Dr. Silvano Desidera**

**Dr. Raffaele Gratton**

**Laureando**

**Riccardo Simonetto**

**Anno Accademico 2022/2023**

# Indice

<b>1</b>	<b>Introduzione</b>	<b>2</b>
1.1	Contesto della ricerca	2
1.2	Pianeti Jupiter-like	2
1.2.1	Caratteristiche e formazione	2
1.2.2	Frequenza dei pianeti Jupiter-like	4
<b>2</b>	<b>Scelta dei target</b>	<b>6</b>
2.1	Associazioni giovani nei dintorni solari	6
2.2	Tucana-Horologium	7
<b>3</b>	<b>Ricerca di compagni</b>	<b>9</b>
3.1	Analisi preliminare	9
3.2	Ricerca di sistemi binari	10
3.2.1	Binarie risolte, di eclisse e spettroscopiche	10
3.2.2	Binarie non risolte	11
3.2.3	Anomalia di moto proprio	11
<b>4</b>	<b>Binarie e sistemi multipli</b>	<b>14</b>
4.1	Sistemi multipli	14
4.1.1	Sistemi legati	15
4.2	Regione di stabilità	16
<b>5</b>	<b>Discussione</b>	<b>18</b>
5.1	Oggetti d'interesse	18
5.1.1	HIP 1481	18
5.1.2	HIP 8233	19
5.2	Frequenza di pianeti Jupiter-like in Tuc-Hor	20
5.3	Confronto con il BPMG	20
<b>6</b>	<b>Conclusioni</b>	<b>22</b>

# Abstract

Negli ultimi anni, la ricerca di pianeti simili a Giove è stata accelerata dall'affermarsi di due nuove tecniche oltre a quella delle velocità radiali. Si tratta delle tecniche del direct imaging e dell'anomalia di moto proprio. Queste tecniche sono particolarmente efficaci se utilizzate in modo complementare su stelle vicine al Sole. Inoltre, il direct imaging è maggiormente sensibile a pianeti giovani ancora molto caldi e luminosi. Questi due fattori rendono le associazioni giovani nei dintorni del Sole gli obiettivi ideali per ricercare pianeti gioviani con queste due tecniche. L'associazione presa in esame in questa ricerca è l'associazione Tucana-Horologium, che si trova ad una distanza media di circa 49 *pc* e ha un'età di circa 40 milioni di anni. Si è trovato, combinando i dati ottenuti con la tecnica dell'anomalia di moto proprio e del direct imaging, che i pianeti di tipo gioviano attorno a stelle simili al Sole di questa associazione hanno una frequenza dell'11 %. Questo risultato è compatibile con i risultati ottenuti con il metodo delle velocità radiali, ma è in netta contrapposizione con quanto trovato in un'altra associazione vicina al Sole: il  $\beta$  Pictoris Moving Group. Questa differenza è causata molto probabilmente dal diverso ambiente di formazione delle stelle: nel primo caso molto più denso del secondo.

# Capitolo 1

## Introduzione

### 1.1 Contesto della ricerca

La tesi si propone di ricercare compagni substellari in associazioni di stelle giovani nelle vicinanze del Sole, come l'associazione Tucana-Horologium. Confrontando i dati astrometrici raccolti dalle missioni Hipparcos e Gaia, è possibile calcolare eventuali anomalie di moto proprio, delle stelle di queste associazioni. Le perturbazioni che provocano queste anomalie possono essere causate da oggetti di minor massa, che orbitano le stelle. A partire dall'entità dell'anomalia di moto proprio, si possono ricavare dei limiti sulla massa dell'oggetto che la causa, in funzione della sua distanza dalla stella. Questo metodo di rilevazione è tanto più sensibile quanto più la stella in esame è vicina al Sole e quanto più aumenta la massa del compagno substellare, rendendolo particolarmente efficace nella rilevazione di pianeti gioviani e nane brune. Ciò permette di ampliare la nostra conoscenza sulla frequenza di sistemi di questo tipo, prima difficilmente rilevabili. Sono state prese in esame stelle appartenenti ad associazioni nelle vicinanze del Sole al fine di rendere più efficaci eventuali osservazioni dirette dei compagni substellari, che quindi risultano avere una separazione angolare maggiore dalla stella che orbitano. Inoltre, trattandosi di sistemi giovani, i compagni substellari sono rilevabili più facilmente a causa della loro ancora elevata temperatura, permettendo così di indagare le prime fasi dell'evoluzione dei sistemi planetari.

### 1.2 Pianeti Jupiter-like

#### 1.2.1 Caratteristiche e formazione

Si definiscono Jupiter-like ([Gratton et al., 2023a](#)) i pianeti che presentano caratteristiche analoghe a quelle dei giganti gassosi del Sistema Solare (Giove e Saturno). Questi pianeti orbitano stelle simili al Sole ad una distanza compresa tra 3 e 12 *au* circa. La loro massa si esprime tipicamente in funzione della massa di Giove  $M_J$  ( $1.9 \cdot 10^{27} \text{kg} = 1M_J$ ), e assume valori compresi tra 0.3 e 13  $M_J$ . L'intervallo di massa non è definito univocamente, e spesso dipende dalla sensibilità degli strumenti di ricerca, che, allo stato attuale, sono in grado di rilevare solamente pianeti di qualche massa gioviana. I pianeti Jupiter-like sono caratterizzati da un nucleo costituito a partire da rocce e ghiacci, circondato da uno spesso strato esterno composto principalmente da idrogeno ed elio. Si pensa che il nucleo, a causa delle elevate temperature e dell'elevata pressione esercitata dal gas, abbia una struttura complessa e differisca di molto dal materiale da cui si è formato ([D'Angelo et al., 2010](#)).

La presenza di uno strato esterno gassoso, che comprende gran parte della massa del pianeta, impone dei limiti all'intervallo di tempo di formazione di questi pianeti. Questo strato esterno, infatti viene catturato nelle prime fasi evolutive del pianeta, ed è composto dal gas primordiale presente nel disco protoplanetario. Poiché il gas nel disco viene disperso per fotoevaporazione nell'arco di qualche milione di anni, allora questi pianeti devono formarsi entro tale intervallo di tempo. Formandosi in breve tempo, e avendo una massa elevata, giocano un ruolo fondamentale nell'evoluzione dei sistemi planetari (Perryman, 2018; Raymond, Morbidelli, 2022). La teoria più accreditata per la formazione dei pianeti Jupiter like è definita Core-Migration-Accretion (Raymond et al., 2020; Raymond, Morbidelli, 2022), la quale può essere suddivisa in due fasi principali: accrescimento del nucleo e cattura dell'atmosfera. La prima fase è comune anche ai pianeti terrestri e ha inizio quando le particelle di polvere nel disco protoplanetario, grazie a collisioni e alle forze elettrostatiche, formano particelle di dimensione sempre maggiore. Questo processo non può portare direttamente alla formazione dei pianeti, poiché all'aumentare delle dimensioni, aumenta anche l'energia delle collisioni. Superata una certa soglia, le collisioni portano alla frammentazione delle particelle. Ciò impone un limite alla dimensione massima che possono raggiungere questi corpi, che, oltre la snow-line<sup>1</sup>, dove si ritiene nascano i pianeti di tipo gioviano, è di qualche centimetro. Questo limite alla dimensione si ritiene possa essere superato grazie al fenomeno della streaming instability, che si basa sul moto e sulla densità numerica delle particelle nel disco. Esse infatti, durante il loro moto orbitale, tendono a muoversi gradualmente verso la stella a causa dell'attrito che il gas esercita su di esse. In regioni dove è presente una densità di particelle abbastanza elevata, questo attrito diminuisce, rallentando così il moto radiale delle particelle che si trovano in queste regioni. Particelle isolate che si trovano ad una distanza maggiore, nel loro moto verso la stella, raggiungeranno queste regioni più dense, rallentandole ulteriormente e favorendone così l'accrescimento. A causa delle elevate densità in queste regioni, per effetto della gravità, le particelle possono collassare formando così i planetesimi<sup>2</sup>. Alcune simulazioni mostrano che le dimensioni tipiche dei planetesimi prodotti da questo fenomeno sono di circa 100 km. Si ritiene che questo fenomeno avvenga con particolare efficacia nelle vicinanze della snow-line. Si vengono quindi a formare corpi di grandi dimensioni, che, grazie alla loro gravità, catturano le particelle di piccole dimensioni continuando il loro accrescimento (pebble-accretion<sup>3</sup>). La crescita dei planetesimi avviene rapidamente grazie all'abbondanza di corpi di piccole dimensioni che, a causa del loro moto radiale, garantiscono un flusso continuo di materia. Collisioni tra planetesimi avvengono molto più raramente, e nella maggior parte dei casi portano alla frammentazione dei corpi. In questo modo i planetesimi raggiungono velocemente una massa che, nella regione immediatamente al di là della snow-line, può variare tra 1 e 10 masse terrestri ( $1M_T = 6 \cdot 10^{24}kg$ ). L'accrescimento si arresta quando il corpo ha una massa tale da creare una discontinuità nel disco, bloccando così il flusso di particelle. Si pensa che i planetesimi di circa 10  $M_T$  costituiscano i nuclei dei giganti gassosi, hanno infatti una massa sufficiente per iniziare ad accrescere il gas presente nel disco. L'accrescimento di gas segna l'inizio della seconda fase della formazione dei pianeti giganti. Quando la massa di gas catturata eguaglia quella del nucleo, il protopianeta ha una gravità tale da accrescere una grandissima quantità di gas in un brevissimo intervallo di tempo. Questo aumenta esponenzialmente la sua massa e la sua capacità di catturare altro gas. L'accrescimento parossistico del gas viene leggermente rallentato dalla discontinuità apertasi nel disco, ma non si arresta. In breve tempo (qualche milione di anni) i protopianeti possono passare da una massa di 10  $M_T$  a diverse masse gioviane.

Quando viene raggiunta una massa di 10 masse terrestri, oltre all'accrescimento del gas, diventa rilevante anche

<sup>1</sup>Limite (distanza) oltre il quale l'acqua può esistere allo stato solido nel disco protoplanetario.

<sup>2</sup>I planetesimi sono definiti come le particelle macroscopiche più piccole che non subiscono l'effetto dell'attrito del gas. Sono considerati i precursori dei pianeti (Raymond et al., 2020).

<sup>3</sup>Dall'inglese: "accrescimento di ciottoli", definendo "ciottoli" le particelle di piccole dimensioni (fino a qualche centimetro) che vengono catturate dai planetesimi.

il fenomeno delle migrazioni planetarie. Il protopianeta crea due onde di densità nel gas presente nel disco, una più interna, che lo precede nell'orbita e che gli fornisce momento angolare, e una più esterna che lo segue e che gli sottrae momento angolare. Tipicamente, pianeti di questo tipo cedono più momento angolare di quanto ne acquisiscano, migrando così verso le regioni più interne. Entrambi i fenomeni (migrazione e accrescimento di gas), continuano fino alla dispersione del gas presente nel disco a causa delle radiazioni emesse dalla stella. In figura 1.1 è rappresentato il risultato di una simulazione dell'evoluzione di quattro planetesimi di massa paragonabile a quella della Luna formati a diverse distanze dalla loro stella. Dalla figura si osserva che solo in un caso, il secondo da sinistra, si è formato un pianeta Jupiter-like. Dalle osservazioni inoltre risulta un numero molto piccolo (circa 1 %) di hot-Jupiter<sup>4</sup> attorno a stelle simili al Sole (Wright et al., 2012). Questo suggerisce che la migrazione nella maggior parte dei casi ha degli effetti limitati sull'evoluzione dei pianeti di tipo gioviano (Gratton et al., 2023a).

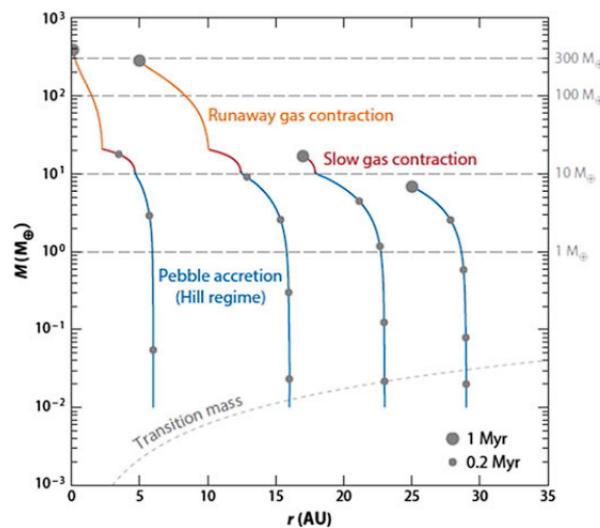


Figura 1.1: In figura è schematizzata una simulazione di evoluzione per quattro planetesimi formati a distanze diverse dalla loro stella. I pallini piccoli rappresentano intervalli di tempo pari a 0.2 Myr, mentre quelli più grandi ad intervalli di 1 Myr. Figura tratta da Raymond, Morbidelli (2022).

## 1.2.2 Frequenza dei pianeti Jupiter-like

La frequenza con cui stelle simili al Sole ospitano pianeti Jupiter-like, si può ottenere utilizzando come tecnica di rilevazione il metodo delle velocità radiali<sup>5</sup>. Diversi studi hanno ricavato una frequenza inferiore al 20 %, che si riduce al  $2 \pm 1$  % se si considerano solo i pianeti gioviani con massa superiore a  $3 M_J$  (Gratton et al., 2023a). Le stelle analizzate in questi studi non appartengono ad un'unica popolazione, hanno età diverse (tipicamente qualche miliardo di anni), e si sono formate in ambienti diversi, nella maggior parte dei casi non noti. Questo non consente di ricavare informazioni sulle prime fasi evolutive dei pianeti. Particolarmente ideali per lo studio di sistemi planetari giovani, sono invece le associazioni giovani nei dintorni del Sole (si veda la sezione 2.1). La loro vicinanza e la loro giovane età rendono le stelle di queste associazioni ottimali per ricercare pianeti Jupiter-like con la tecnica del direct imaging<sup>6</sup> e dell'anomalia di moto proprio (si veda la sezione 3.2.3). Tra queste associazioni vi è anche il  $\beta$  Pictoris Moving Group (BPMG), studiato nell'articolo Gratton et al. (2023a). Dalla ricerca con il direct imaging sono stati rivelati quattro pianeti Jupiter-like (di cui

<sup>4</sup>Pianeti giganti migrati fino a distanze anche molto inferiori ad 1 au (Raymond, Morbidelli, 2022).

<sup>5</sup>Metodo di rilevazione di pianeti che sfrutta la variazione di velocità radiale della stella, causata dal pianeta che la orbita. Questa variazione di velocità è misurata a partire dallo spostamento in lunghezza d'onda, per effetto Doppler, di alcune righe spettrali.

<sup>6</sup>Tecnica che permette di rivelare direttamente esopianeti, oscurando la stella che li ospita.

due orbitanti la stessa stella) con massa superiore a  $4 M_J$ . Dall'analisi dell'anomalia di moto proprio sono stati individuate altre quattro stelle che molto probabilmente ospitano un pianeta gioviano. Considerando che del campione iniziale di stelle simili al Sole, solo diciassette potevano effettivamente ospitare un pianeta gioviano (numero ottenuto scartando sistemi multipli con configurazioni tali da non poter ospitare un pianeta tra 3 e 12  $au$ ), e correggendo il numero di rivelazioni, tenendo conto anche dei pianeti gioviani con massa minore di  $4 M_J$ , si ottiene una frequenza superiore al 90 %. Questo risultato è in netto contrasto con quanto trovato con il metodo delle velocità radiali. Tale differenza può essere in parte spiegata dal fatto che la frequenza di pianeti giganti cresce linearmente con la massa della stella (Kennedy, Kenyon, 2008). Infatti, le stelle analizzate con il metodo delle velocità radiali, sono tipicamente meno massicce di quelle studiate in questo articolo. Un'altra possibile spiegazione è che le stelle del  $\beta$  Pic Moving Group, essendo molto più giovani (l'età stimata è di 20 milioni di anni), non hanno ancora subito importanti fenomeni di espulsione planetaria causati da instabilità orbitali, sicuramente più rilevanti in sistemi più vecchi. Anche tenendo conto di questi fenomeni, il risultato ottenuto è comunque nettamente superiore a quanto previsto dal metodo delle velocità radiali. Una possibile spiegazione di questo risultato potrebbe essere ricercata tra le caratteristiche delle regioni dove queste stelle si sono formate. La frequenza di pianeti Jupiter-like potrebbe infatti dipendere dalla densità dell'ambiente di formazione delle stelle che li ospitano Gratton et al. (2023a). Si pensa infatti che la maggior parte delle stelle si formi in ambienti molto densi e con massa complessiva superiore a diverse centinaia di masse solari. In queste regioni si formano anche stelle massicce. Si è ipotizzato che queste, interagendo gravitazionalmente ed emettendo un intenso flusso di radiazioni, ridurrebbero di molto il tempo scala di dispersione dei dischi di gas delle stelle che le circondano. Il minor tempo di vita dei dischi avrebbe come diretta conseguenza la formazione di un minor numero di pianeti giganti. Il  $\beta$  Pic Moving Group, al contrario, si pensa si sia formato in una regione poco densa e con una massa totale di circa 100 masse solari. Le scarse interazioni tra i membri dell'associazione e l'assenza di stelle particolarmente massicce hanno permesso ai dischi di evolvere in modo autonomo, dando così origine all'elevato numero di pianeti Jupiter-like osservato. La tesi si propone di estendere questo studio ad altre associazioni giovani, aventi un'origine simile, al fine di rafforzare con ulteriori osservazioni quest'ipotesi.

## Capitolo 2

# Scelta dei target

### 2.1 Associazioni giovani nei dintorni solari

Le associazioni di stelle giovani sono gruppi di stelle che presentano proprietà cinematiche e fisiche (età e composizione chimica) simili, oltre ad un'origine comune (Torres et al., 2008a). A causa della loro vicinanza al Sole (entro 100 *pc* circa), non danno origine a particolari sovradensità nel cielo, ma, al contrario hanno densità inferiori a quelle delle stelle di campo di circa un ordine di grandezza (Zuckerman, Song, 2004). Questa loro dispersione ne rende molto difficile l'identificazione. Le stelle che ne fanno parte sono molto giovani (tipicamente hanno un'età inferiore ai 50 milioni di anni) e presentano quindi alcuni degli indicatori usati per la ricerca di oggetti giovani: un eccesso di emissione nella regione X dello spettro elettromagnetico (causato dalla forte attività stellare) e, un eccesso di emissione nel regime infrarosso (tipico nelle stelle con età inferiore ai 10 milioni di anni), causato dalla presenza del disco protoplanetario non ancora dissipato (Torres et al., 2008a). Storicamente sono state infatti individuate tra i membri dei cataloghi delle stelle giovani nei dintorni del Sole (stilati utilizzando gli indicatori precedentemente descritti), poiché apparivano come piccoli raggruppamenti ben definiti nello spazio delle velocità (Gagné et al., 2021). La prima associazione scoperta è stata TW Hya, seguita da due associazioni nelle costellazioni di Tucana e di Horologium, successivamente riconosciute come un'unica associazione (Tucana-Horologium, Tuc-Hor).

I membri di queste associazioni sono particolarmente indicati per lo studio dei sistemi planetari nelle prime fasi evolutive. Come detto si tratta di stelle vicine e molto giovani in cui i pianeti sono ancora in formazione. Si pensa infatti che i pianeti giganti si formino entro i primi 10 *Myr*, mentre quelli terrestri entro i primi 30 *Myr* (Zuckerman, Song, 2004). La giovane età, e quindi la maggior luminosità dovuta all'elevata temperatura, unita alla vicinanza, che si traduce in una separazione apparente (dalla stella) maggiore, permettono di rivelare con la massima efficienza compagni substellari con la tecnica del direct imaging. Anche la tecnica dell'anomalia di moto proprio consente di ottenere ottimi risultati, dato che la perturbazione astrometrica è tanto più apprezzabile quanto più la stella in esame è vicina. Per questi motivi la ricerca di pianeti Jupiter-like (abbastanza grandi per essere sufficientemente luminosi, e abbastanza lontani dalla propria stella per non essere coperti dal coronografo degli strumenti di osservazione) si sta concentrando su queste associazioni. L'articolo Gratton et al. (2023a) ne è esempio evidente, con quattro pianeti osservati ed altri quattro rilevati.

## 2.2 Tucana-Horologium

L'associazione Tucana-Horologium si trova ad una distanza media di circa 50 pc. L'età è stata stimata sia con il metodo dell'abbondanza di litio nella fotosfera delle stelle <sup>1</sup>, sia con il metodo cinematico. Quest'ultimo consiste nello studiare le orbite delle stelle, al fine di trovare l'epoca per cui l'intera associazione aveva la dimensione minima, considerata anche essere l'epoca di nascita delle stelle. Questo metodo, per produrre risultati attendibili, deve disporre di dati cinematici eccellenti (Torres et al., 2008a). I risultati ottenuti con queste tecniche sono in buon accordo tra loro, e forniscono un'età compresa tra i 35 e i 45 Myr. In tabella 2.1 sono riportati i valori dell'età ottenuti con metodi diversi. Tra questi si riporta anche quello delle isocrone<sup>2</sup>.

Referenza	Metodo	Età (Myr)
Galli et al. (2023)	Cinematico	$38.5^{+1.6}_{-8.0}$
Kerr et al. (2022)	Cinematico	$27.2 \pm 5.9$
Kraus et al. (2014)	Litio	$41 \pm 2$
Galindo-Guil, F. J. et al. (2022)	Litio	$51.0^{+0.5}_{-0.2}$
Bell et al. (2015)	Isocrone	$45 \pm 4$
Torres et al. (2000)	Isocrone	$\sim 30$

Tabella 2.1: Tabella contenente l'età di Tuc-Hor ottenuta da diversi autori, con diversi metodi.

Questo studio si propone di ricercare pianeti Jupiter-like tra i membri di questa associazione, nonostante questa si collochi ai limiti delle capacità rivelative delle tecniche menzionate in sezione 2.1, con i dati e le tecnologie attuali.

	Tuc-Hor	BPMG	Referenze
Età (Myr)	$45 \pm 4$	$24 \pm 3$	Bell et al. (2015)
Distanza media (pc)	49.4	46.6	Tab. 3.1, Gratton et al. (2023a)
$\sigma_{dist}$ (pc)	9.06	12.57	Tab. 3.1, Gratton et al. (2023a)
Massa totale ( $M_{\odot}$ )	194	94	Gratton et al. (2023a)
Densità ( $M_{\odot}/pc^3$ )	0.07	0.01	Gratton et al. (2023a)

Tabella 2.2: Sono riportate le principali caratteristiche per le associazioni Tucana-Horologium e il  $\beta$  Pic Moving Group.  $\sigma_{dist}$  corrisponde alla deviazione standard della distanza dei membri di queste associazioni, e rappresenta la loro dispersione spaziale. Maggiore è  $\sigma_{dist}$ , maggiore è la dispersione dell'associazione. La massa totale di Tuc-Hor è stata calcolata assumendo la stessa distribuzione di massa del BPMG una volta nota la massa delle stelle simili al Sole di entrambe le associazioni, e la massa totale del BPMG. La densità numerica è stata calcolata assumendo un volume sferico di raggio pari a  $\sigma_{dist}$ .

A 30 milioni di anni e 50 pc di distanza, è possibile rivelare con il direct imaging solo pianeti piuttosto massicci. La distanza inoltre limita gli effetti dell'anomalia di moto proprio e riduce la separazione angolare tra pianeta e stella. Ad esempio, a 50 pc (corrispondenti ad una parallasse di 20 mas), e considerando un contrasto limite di 13.25 mag come dato da Langlois et al. (2021), la massa minima rivelabile per un pianeta di 40 Myr è 10  $M_J$ . Questo pianeta sarebbe ad una separazione proiettata di 10 au. Quindi solo una piccolissima frazione dei pianeti simili a Giove è rivelabile per questa combinazione di distanza ed età. Un pianeta come Giove a 5.2 au dalla sua stella non sarebbe assolutamente rivelabile con la tecnica del direct imaging. La situazione è molto più favorevole nel caso del  $\beta$  Pic Moving Group, con un'età di 20 Myr ed una distanza di circa 30 pc. In queste condizioni, la massa limite è circa 3.7  $M_J$  ad una separazione proiettata di 6.7 au. Allo stesso modo, ponendo un rapporto segnale rumore di 3 come soglia di significatività dell'anomalia di moto proprio (si veda

<sup>1</sup> Il litio è consumato nelle reazioni termonucleari, e quindi la sua abbondanza diminuisce nel tempo, in stelle completamente convettive.

<sup>2</sup> Il metodo delle isocrone per determinare l'età consiste nel confrontare la posizione delle stelle nei diagrammi colore magnitudine, con quanto previsto dai modelli di evoluzione stellare.

sezione 3.1), si trova che, per una stella come il Sole, solo pianeti con massa maggiore di 3 o 4  $M_J$  possono essere rivelate ad una distanza di 50 pc, per separazioni nell'intervallo tra le 5 e le 10  $au$ . Per l'età di Tuc-Hor ci si aspetta comunque che sia molto più facile rivelare pianeti Jupiter-like con la tecnica dell'anomalia di moto proprio, che con la tecnica del direct imaging.

Questa ricerca viene svolta ai fini di confrontare quanto trovato, con i risultati di Gratton et al. (2023a), e delle campagne che utilizzano il metodo delle velocità radiali. Questo studio si colloca anche all'interno della discussione sulla dipendenza tra la frequenza di pianeti Jupiter-like e l'ambiente in cui si sono formate le stelle (come anticipato nella sottosezione 1.2.2). In merito a questo, l'articolo Gagné et al. (2021) suggerisce, basandosi su dati cinematici e su diagrammi colore-magnitudine, che l'associazione Tuc-Hor potrebbe essere una coda mareale appartenente all'ammasso aperto IC 2602. La relazione tra i due oggetti è mostrata in figura 2.1, e risulta molto forte nel caso della mappa dello spazio delle velocità.

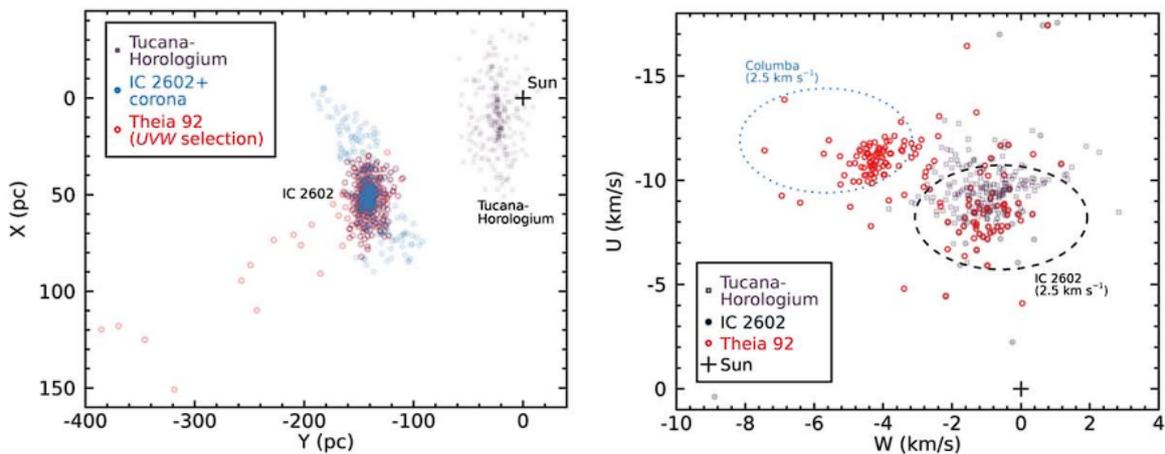


Figura 2.1: Mappa dell'associazione Tuc-Hor e dell'ammasso IC 2602 in coordinate spaziali e nello spazio delle velocità. Figure tratte da Gagné et al. (2021).

Gli ammassi tipicamente hanno densità maggiori, rispetto a quelle delle stelle di campo, di almeno un ordine di grandezza (Zuckerman, Song, 2004). Basandosi su questa ipotesi, le stelle dell'associazione si sarebbero formate quindi in un ambiente molto più denso rispetto a quelle del  $\beta$  Pic Moving Group (per cui non ci sono evidenze di legami con altri ammassi di stelle). Questa ipotesi è consistente con la concentrazione spaziale nettamente superiore di Tuc-Hor (tabella 2.2), e rende il confronto tra le due associazioni ancora più interessante.

## Capitolo 3

# Ricerca di compagni

### 3.1 Analisi preliminare

La lista primaria di membri appartenenti all'associazione Tucana-Horologium è stata ottenuta da [Torres et al. \(2008b\)](#) e [Popinchalk et al. \(2023\)](#). Da questa prima lista sono state rimosse tutte le stelle che non sono presenti nel catalogo di Hipparcos ([Perryman et al., 1997](#)). Questa selezione è necessaria per poter ricercare sistemi multipli dall'analisi dell'anomalia di moto proprio (si veda sezione 3.2.3). Inoltre, dal campione sono rimosse tutte le stelle con massa inferiore a  $0.8 M_{\odot}$  ( $1M_{\odot}=1,99 \cdot 10^{30}kg$ ), poiché la probabilità che queste ospitino un pianeta Jupiter-like è molto bassa ([Kennedy, Kenyon, 2008](#)). La massa è stata calcolata a partire dalla magnitudine assoluta in banda G, utilizzando un'interpolazione polinomiale delle isocrone riportate in [Baraffe et al. \(2015\)](#) per un oggetto di  $40 Myr$ . Ad ognuna di queste stelle è stato applicato il tool BANYAN  $\Sigma^1$  ([Gagné et al., 2018](#)). Tale strumento effettua un'analisi bayesiana per determinare la probabilità di appartenenza ad una delle associazioni giovani nei dintorni del Sole, basandosi su parametri astrometrici e dinamici. La lista di stelle ottenuta da questa analisi preliminare è riportata in tabella 3.1:

Identificativo nel catalogo di Hipparcos	AR	Dec	G (mag)	SpT	Par (mas)	Probabilità di appartenenza
490	00 05 52.5	-41 45 11.0	7.40	G0V	25.7534	99.9
1113	00 13 53.0	-74 41 18.9	8.65	G8V	21.8035	99.9
1481	00 18 26.1	-63 28 39.0	7.34	F8V	23.3555	99.9
2484	00 31 32.7	-62 57 30.0	4.33	B9.5Va	22.8384	93.4
2487	00 31 33.4	-62 57 56.1	4.33	A3IV	22.8384	0.0
2578	00 32 43.9	-63 01 53.4	4.33	A0V	22.8384	99.9
6485	01 23 21.3	-57 28 51.0	8.39	G7V	22.0909	99.9
6856	01 28 08.7	-52 38 19.1	8.98	K1V	25.1099	99.9
7699	01 39 07.6	-56 25 45.8	6.98	F5V	21.3108	99.9
8233	01 46 01.1	-27 20 55.8	6.30	F2V	22.2759	97.0
9141	01 57 49.0	-21 54 05.3	7.91	G4V	24.2053	99.9
9892	02 07 18.1	-53 11 57.5	8.52	G7V	20.1630	99.8
9902	02 07 26.1	-59 40 45.9	7.38	F7V	22.0255	3.0
10602	02 16 30.6	-51 30 44.0	3.56	B8IV	21.2200	99.9

(Continua)

<sup>1</sup>BANYAN  $\Sigma$ : <https://www.exoplanetes.umontreal.ca/banyan/banyansigma.php>

Identificativo nel catalogo di Hipparcos	AR	Dec	G (mag)	SpT	Par (mas)	Probabilità di appartenenza
11360	02 26 16.2	+06 17 33.2	6.69	F4IV	20.4065	98.8
12394	02 39 35.4	-68 16 01.0	4.11	B9Va	21.4800	99.9
15247	03 16 40.7	-03 31 48.9	7.37	F6V	20.3660	98.8
16853	03 36 53.4	-49 57 29.9	7.49	G2V	23.6569	99.9
17764	03 48 11.5	-74 41 38.8	7.04	F3IV/V	17.5095	99.9
17797	03 48 35.9	-37 37 12.5	4.75		18.8093	99.9
18714	04 00 32.0	-41 44 54.3	8.24	G3V	19.2654	22.0
20042	04 17 53.7	-33 47 54.1	3.55	B8V	18.4000	99.9
21632	04 38 43.9	-27 02 01.8	8.33	G3V	18.3997	99.9
21965	04 43 17.2	-23 37 42.0	7.00	F2IV	14.4727	90.8
22295	04 48 05.2	-80 46 45.3	8.02	F7V	16.0068	48.4
32435	06 46 13.5	-83 59 29.5	7.37	F5V	17.3438	99.4
100751	20 25 38.9	-56 44 06.3	1.91	B2IV	18.2400	94.1
105388	21 20 50.0	-53 02 03.2	8.49	G7V	21.4093	99.9
107947	21 52 09.7	-62 03 08.5	7.11	F6V	21.3852	99.9
108422	21 57 51.5	-68 12 50.1	8.65	G9IV	19.0579	98.7
116748	23 39 39.5	-69 11 44.7	8.34	G6V	22.6367	99.9

Tabella 3.1: Tabella riportante ascensione retta, declinazione, magnitudine apparente in banda G, tipo spettrale, parallasse, probabilità di appartenenza a Tuc-Hor (ottenuta da BANYAN  $\Sigma$ ) delle stelle ottenute dall'analisi preliminare.

La stella HIP2487, pur avendo una probabilità nulla di appartenenza all'associazione (da un punto di vista dinamico), appartiene ad un sistema triplo, insieme a HIP2484 e HIP2578 (si consulti il Multiple star catalog<sup>2</sup>, descritto in Tokovinin 2018) che appartengono quasi certamente all'associazione. Anche HIP9902, che è considerato membro dell'associazione, presenta un compagno noto dal catalogo Gaia DR3, che ne "altera" i parametri dinamici e di conseguenza ne abbassa la probabilità di appartenenza all'associazione.

Tutti i dati sono stati ricavati dal tool online Simbad<sup>3</sup>.

## 3.2 Ricerca di sistemi binari

La presenza di compagni stellari può alterare la situazione dinamica in cui avviene la formazione planetaria, fino a rendere impossibile, in alcuni casi, la stabilità delle orbite (si veda la sezione 4.2). La ricerca di sistemi multipli viene svolta al fine di escludere le stelle che a priori non potrebbero ospitare pianeti di tipo gioviano, a causa della presenza di una o più compagne che ne renderebbero instabile l'orbita.

### 3.2.1 Binarie risolte, di eclisse e spettroscopiche

Per ogni stella della tabella 3.1 si ricerca nel catalogo DR3<sup>4</sup> di Gaia (Gaia Collaboration, 2023) la presenza di compagne risolte. La ricerca avviene entro 600 *arcsec* (corrispondenti ad una distanza proiettata<sup>5</sup> di circa 30000 *au* alla distanza di 50 *pc*) dalla posizione della stella che si sta analizzando. Un'eventuale compagna viene riconosciuta grazie ai valori di parallasse e moto proprio, molto simili a quelli della stella primaria. Oggetti di questo tipo, essendo molto vicini alla stella primaria e avendo parametri dinamici molto simili a

<sup>2</sup>MSC: <http://www.ctio.noirlab.edu/~atokovin/stars/index.html>

<sup>3</sup>Simbad: <https://simbad.cds.unistra.fr/simbad/sim-fid>

<sup>4</sup>Catalogo DR3: <https://gea.esac.esa.int/archive/>

<sup>5</sup>Statisticamente la distanza proiettata è simile al semiasse maggiore, dove la media dei rapporti tra queste due quantità dipende dalla distribuzione delle eccentricità delle orbite (Brandeker et al., 2006).

questa, hanno una probabilità molto bassa di essere oggetti di campo proiettati vicino alla stella in analisi. Questo può essere confermato confrontando la velocità relativa tra le due stelle con la velocità di fuga del sistema. La velocità relativa si trova convertendo in unità di  $m \cdot s^{-1}$  il rapporto tra la differenza dei moti propri delle due stelle e la parallasse. Una stima della velocità di fuga si può ricavare a partire dalla teoria della gravitazione di Newton, e dalla conservazione dell'energia (si veda la sottosezione 4.1.1). La ricerca di compagne risolte viene completata consultando il Multiple star catalog (Tokovinin, 2018) e il Washington Double star catalog (Mason et al., 2001).

Per cercare binarie di eclisse si consulta il catalogo stilato da Avvakumova (Avvakumova et al., 2013). Per la ricerca di binarie spettroscopiche si consulta il catalogo Sb9 (Pourbaix et al., 2004). Si consultano i cataloghi Non-Single stars di Gaia (Gaia Collaboration, 2022) per cercare altri tipi di sistemi binari (ad esempio: binarie astrometriche, SB1, SB2).

### 3.2.2 Binarie non risolte

Per determinare la presenza di una compagna non risolta si può utilizzare il parametro RUWE (Renormalised Unit Weight Error)<sup>6</sup>. Questo rappresenta una misura del grado di affidabilità della soluzione astrometrica elaborata da Gaia (Lindgren, 2018). Una stella singola presenta un valore del RUWE vicino all'unità. Quando sono presenti una o più compagne non risolte, il fotocentro<sup>7</sup> del sistema tende a disaccoppiarsi dal centro di massa dello stesso, deteriorando così la soluzione astrometrica. Un RUWE di 1.4 è assunto come limite tra stelle singole e sistemi multipli (Belokurov et al., 2020; Penoyre et al., 2021).

Un ulteriore indizio della presenza di una compagna non risolta si può dedurre dall'analisi della variazione delle velocità radiali. I parametri più importanti in questo approccio sono l'ampiezza della variazione della velocità radiale (RV amplitude), l'errore nella misura della velocità radiale (RV error) e il P-valore. Quest'ultimo indica la probabilità che la variazione di velocità osservata sia compatibile con fluttuazioni casuali nella misura, e che quindi la stella in esame abbia una velocità radiale costante<sup>8</sup>. Un P-valore pari a 0 corrisponde ad una variazione di velocità radiale non casuale, spesso causata da una compagna. Questo è tanto più verosimile quanto più l'ampiezza della variazione è grande, e tanto più l'errore nelle misure è piccolo. Un ulteriore fattore che può portare ad un P-valore piccolo è dato dall'attività magnetica (legata alla giovane età della stella), qualora essa venga rilevata.

Tutti questi parametri (Ruwe, RV amplitude, RV error, P-valore) sono ottenibili dal catalogo Gaia DR3 (Gaia Collaboration, 2023).

### 3.2.3 Anomalia di moto proprio

Per una stella isolata, il moto del fotocentro, che corrisponde al moto proprio della stella, è rettilineo e non presenta variazioni dipendenti dal tempo. In un sistema binario, la presenza di un secondo corpo causa il disaccoppiamento del centro di massa del sistema dal fotocentro del sistema, che, nel caso di una compagna non risolta meno luminosa della primaria, coincide circa con il centro geometrico della stella primaria (situazione verificata nella maggior parte dei casi). Come conseguenza del moto orbitale dei due corpi, il fotocentro del sistema segue un'orbita virtuale attorno al centro di massa del sistema. Questo comporta delle variazioni

<sup>6</sup>Definizione dal sito della missione Gaia: [https://gea.esac.esa.int/archive/documentation/GDR2/Gaia\\_archive/chap\\_datamodel/sec\\_dm\\_main\\_tables/ssec\\_dm\\_ruwe.html](https://gea.esac.esa.int/archive/documentation/GDR2/Gaia_archive/chap_datamodel/sec_dm_main_tables/ssec_dm_ruwe.html)

<sup>7</sup>Il fotocentro è la posizione media di un'immagine non risolta, dove la media è pesata secondo la luminosità; il baricentro è la posizione media di un sistema non risolto, dove la media è pesata secondo la massa.

<sup>8</sup>Definizione di P-valore dal sito della missione Gaia: [https://gea.esac.esa.int/archive/documentation/GDR3/Gaia\\_archive/chap\\_datamodel/sec\\_dm\\_main\\_source\\_catalogue/ssec\\_dm\\_gaia\\_source.html](https://gea.esac.esa.int/archive/documentation/GDR3/Gaia_archive/chap_datamodel/sec_dm_main_source_catalogue/ssec_dm_gaia_source.html)

del moto proprio del fotocentro che dipendono dal tempo. Si definisce anomalia di moto proprio (PMa) la differenza tra il moto proprio misurato o da Hipparcos o da Gaia, e il moto proprio medio misurato dalla differenza delle misure astrometriche delle due missioni (Kervella et al., 2019). In figura 3.1 è rappresentato uno schema riassuntivo di questo fenomeno.

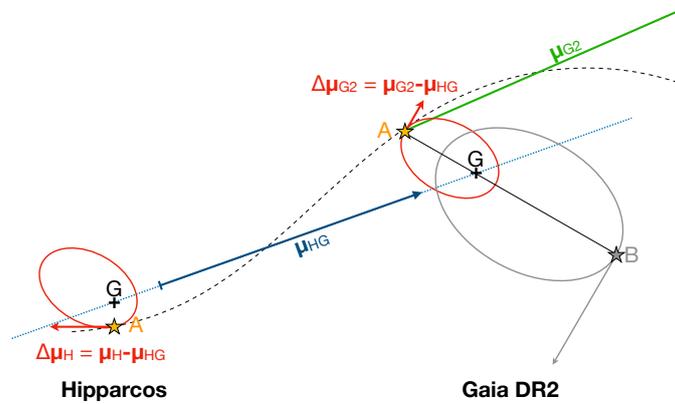


Figura 3.1: Schema rappresentativo del fenomeno della PMa. Con G è indicato il centro di massa del sistema, il fotocentro è fatto coincidere con la stella primaria A (per semplicità si è considerata trascurabile la luminosità della compagna B rispetto alla luminosità di A). La linea tratteggiata rappresenta il moto della stella A (e quindi del fotocentro) attorno al centro di massa del sistema. Con  $\mu_{GH}$  è indicato il vettore moto proprio medio, con  $\mu_{G2}$  il vettore moto proprio misurato da Gaia e con  $\Delta\mu_{G2}$  il vettore PMa. Figura tratta da Kervella et al. (2019).

Se si assume che il moto proprio medio sia quello effettivo delle stelle in esame, allora la PMa corrisponde ad una misura dell'accelerazione delle stelle all'epoca di Hipparcos o di Gaia (a seconda che si usi il moto proprio misurato dall'una o dall'altra missione), causata dalla compagna (Gratton et al., 2023b).

La misura della PMa fornisce quindi un'altra tecnica per determinare la presenza di compagne non risolte. Questo metodo è descritto nel dettaglio in Kervella et al. (2022) e consente inoltre di ricavare delle informazioni sulla massa delle compagne. Questo è possibile grazie alla relazione che lega la massa della compagna  $m_2$ , con il valore della PMa ( $\Delta\mu$ ):

$$\frac{m_2}{\sqrt{r}} = \sqrt{\frac{m_1}{G}} \cdot \frac{\Delta\mu[\text{mas} \cdot \text{yr}^{-1}] \cdot 4740.470}{\pi[\text{mas}]} \quad (3.1)$$

dove  $r$  è la distanza della compagna dalla primaria,  $m_1$  è la massa della primaria,  $G$  la costante di gravitazione di Newton e  $\pi$  la parallasse. Il coefficiente al numeratore del secondo membro rappresenta la conversione per portare il rapporto tra PMa e parallasse in unità di  $m \cdot s^{-1}$ . Questa relazione è valida nell'approssimazione di un'orbita circolare (Kervella et al., 2019).

Consultando il catalogo di Kervella et al. (2022) tramite il sito Vizier<sup>9</sup>, è possibile ottenere, il rapporto segnale rumore della PMa (SNR PMa), e l'angolo di posizione individuato dal vettore della PMa (utile per un confronto con l'angolo di posizione di un'eventuale compagna risolta precedentemente individuata). Più il SNR PMa è alto più è probabile che questa anomalia sia causata da una compagna e non sia un frutto di una fluttuazione nelle misurazioni. Questa tecnica si è dimostrata sensibile anche alla rilevazione di compagni substellari (Bonavita et al., 2022a; Mesa et al., 2023), poi confermati con la tecnica del direct imaging. Questo tipo di ricerca di compagni substellari è particolarmente sensibile ad oggetti di massa pari a qualche massa di Giove, che hanno una separazione approssimativa tra le 5 e le 12 *au* (Gratton et al., 2023b), corrispondenti all'incirca ad un periodo orbitale minore o uguale all'intervallo di tempo trascorso tra le due missioni (circa 25 anni). La PMa è quindi un'ottima tecnica per la ricerca di pianeti Juppiter-like. Dal catalogo Kervella et al. (2022) è infatti possibile ottenere la massa di un ipotetico compagno, responsabile della PMa osservata, a diverse separazioni

<sup>9</sup>Vizier: <https://vizier.cds.unistra.fr/viz-bin/VizieR>

dalla stella primaria (ad esempio: a 3, 5 o 10 *au* ). Il SNR PMA è un dato osservativo; nel seguito considereremo significativo un valore di SNR PMA maggiore di 3 (Bonavita et al., 2022a). Questo può essere prodotto da un pianeta Jupiter-like con una massa di circa 3 o 4 masse gioviane ad una distanza di 50 pc. Tuttavia la PMA presenta una degenerazione legata al periodo: oggetti di periodo molto più lungo possono produrre lo stesso valore della PMA se di massa molto maggiore. Questo tipo di compagne sarebbe però rivelabile con la tecnica del direct imaging. La mancata rivelazione in immagini ad alto contrasto<sup>10</sup> (se disponibili) pone quindi un limite superiore alla separazione e alla massa dei compagni responsabili del PMA. In questo modo è possibile concludere che la variazione di PMA è dovuta ad un compagno tipo Jupiter-like.

Compagni con periodo orbitale più lungo dell'intervallo di tempo tra le due missioni, causano un'anomalia di moto proprio troppo piccola per essere distinta dal moto proprio medio. Questo rende la rilevazione di tali oggetti molto complicata con i dati a disposizione.

---

<sup>10</sup> Immagini ottenute con la tecnica del direct imaging utilizzate per evidenziare oggetti deboli (come compagni substellari), nelle vicinanze di oggetti luminosi (ad esempio una stella).

## Capitolo 4

# Binarie e sistemi multipli

### 4.1 Sistemi multipli

Utilizzando i metodi descritti nella sezione 3.2, sono stati trovati cinque sistemi binari risolti, tre sistemi binari non risolti, cinque sistemi multipli, e quindici stelle singole. HIP100751 e HIP16853 con le loro compagne non risolte sono binarie spettroscopiche. I risultati ottenuti sono riassunti nella tabella 4.1.

Identificativo nel catalogo di Hipparcos	Ruwe	P-valore	RV amplitude (km/s)	SNR PMa	Tipo di sistema	Note
490	0.912	0.0005	1.54	2.85	Singola	
1113	0.834	0.0111	2.41	0.70	Singola	
1481	0.994	0.0000	1.57	3.46	Singola	
2484	0.839	0.3283	5.44	1.63	Sistema Multiplo	Ha una compagna non risolta <a href="#">Tokovinin (2018)</a>
2487					Sistema Multiplo	Compagna di Hip 2484
2578	1.025	0.8653	3.08	0.47	Sistema Multiplo	Compagna di Hip 2484. Ha un'altra compagna risolta da Gaia
6485	1.070	0.0246	1.72	1.62	Singola	
6856	0.872	0.5455	1.73	0.90	Singola	
7699	1.027	0.1544	2.15	0.92	Singola	
8233	1.071	0.0002	5.15	3.01	Singola	Stella accelerata: <a href="#">Gaia Collaboration (2022)</a>
9141	0.966	0.0000	2.01	2.24	Binaria non risolta	<a href="#">Bonavita et al. (2022b)</a>
9892	0.982			1.09	Singola	
9902	0.996	0.0000	3.01	1.75	Binaria risolta	Gaia
10602	2.390			0.74	Singola	
11360	1.127	0.0000	2.57	1.73	Singola	
12394	2.626	0.0000	26.94	0.44	Singola	
15247	1.332	0.0001	2.89	66.00	Binaria non risolta	<a href="#">Mason et al. (2001)</a>
16853	9.442	0.0000	16.01	5.21	Sistema multiplo	Binaria spettroscopica SB1 e astrometrica, un'altra componente risolta da Gaia
17764	0.929	0.0000	1.74	2.41	Singola	
17797	1.966			11.48	Sistema multiplo	Una componente non risolta, due risolte da Gaia

(Continua)

Identificativo nel catalogo di Hipparcos	Ruwe	P-valore	RV amplitude (km/s)	SNR PMa	Tipo di sistema	Note
18714	1.47	0.0000	6.79	71.88	Sistema multiplo	Una componente non risolta, una risolta da Gaia
20042				1.32	Sistema multiplo	Binaria spettroscopica SB2, una risolta da Gaia <a href="#">Gaia Collaboration (2022)</a>
21632	1.027	0.0000	3.48	0.81	Binaria risolta	Gaia
21965	26.654	0.0000	4.78	5.11	Binaria non risolta	<a href="#">Goldin, Makarov (2007)</a> Binaria spettroscopica SB1: <a href="#">Gaia Collaboration (2022)</a>
22295	0.957	0.0000	3.73	1.54	Singola	
32435	1.031	0.0000	1.71	4.30	Binaria risolta	<a href="#">Bonavita et al. (2022b)</a>
100751					Binaria spettroscopica	<a href="#">Luyten (1936)</a> Binaria astrometrica: <a href="#">Gaia Collaboration (2022)</a>
105388	0.900	0.0355	2.68	2.61	Singola	
107947	0.852	0.0000	2.09	2.37	Singola	
108422	10.37	0.0000	35.72	2.72	Binaria risolta	Binaria astrometrica: <a href="#">Gaia Collaboration (2022)</a>
116748	0.912	0.0000	3.34	4.65	Binaria risolta	Gaia

Tabella 4.1: In tabella sono riportati i valori del RUWE, del P-valore, dell'ampiezza della variazione delle velocità radiali (RV amplitude), il rapporto segnale rumore dell'anomalia di moto proprio (SNR PMa) ed il tipo di sistema. Nella colonna "note" sono riportate informazioni aggiuntive, come le referenze e lo strumento di rilevazione.

#### 4.1.1 Sistemi legati

Per tutte le compagne risolte in sistemi binari, è stato verificato il legame con la stella primaria confrontando la velocità relativa tra le due stelle, e la velocità di fuga del sistema.

Per il calcolo della velocità relativa è stata utilizzata la seguente formula:

$$V_{rel}[m \cdot s^{-1}] = \frac{|\vec{\mu}_A - \vec{\mu}_B| \cdot 4740.47}{\pi_A} \quad (4.1)$$

dove  $\vec{\mu}_A$  e  $\vec{\mu}_B$  sono i moti propri delle due componenti espressi in unità di  $mas \cdot yr^{-1}$ , e  $\pi_A$  è la parallasse della stella primaria, espressa in unità di  $mas$ .

Per il calcolo della velocità di fuga  $v_f$  di un corpo, si impone che la somma tra l'energia potenziale gravitazionale iniziale e l'energia cinetica iniziale, sia uguale all'energia totale del corpo posto all'infinito con velocità nulla. Si ricava quindi:

$$V_f = \sqrt{\frac{2GM}{r}} \quad (4.2)$$

dove  $M$  è la massa della stella primaria, e  $r$  la distanza tra le due stelle. La massa è stata calcolata a partire dalla magnitudine assoluta della stella. Nella tabella 4.2 sono riassunti i risultati.

HIP 9902 risulta non legata per una differenza tra la velocità relativa e la velocità di fuga molto piccola (circa  $100 m/s$ ). Questo fa pensare che il sistema sia comunque legato e che gli errori pubblicati nel catalogo Gaia per questo sistema siano sottostimati. Infatti la probabilità di trovare oggetti così vicini nello spazio delle fasi (posizione, distanza, velocità) è estremamente bassa.

Tutte le altre stelle analizzate appartengono a sistemi legati poiché la velocità relativa tra le componenti, risulta

Identificativo nel catalogo di Hipparcos	$ \Delta_{magG} $ (mag)	Separazione (au)	$\pi_A$ (mas)	$ \vec{\mu}_A - \vec{\mu}_B $ (mas/yr)	$V_{rel}$ (m/s)	$V_{fuga}$ (m/s)	Legame
9902	2.50	4607.4	22.0255	3.50	754.12	658.80	NL
21632	6.12	1251.7	18.3997	1.00	256.56	1210.15	L
32435	5.55	82.7	17.3438	8.55	2337.59	5276.98	L
108422	4.67	85.4	19.0579	11.34	2821.59	4539.23	L
116748	1.07	237.0	22.6367	2.20	461.70	2715.64	L

Tabella 4.2: Tabella riassuntiva dell'analisi del legame delle componenti in sistemi risolti.  $|\Delta_{magG}|$  è il valore assoluto della differenza di magnitudine assoluta in banda G tra le due componenti. Con L si intende un sistema legato, con NL un sistema non legato, assumendo che i valori nominali delle diverse quantità siano corretti.

inferiore alla velocità di fuga.

I sistemi multipli come HIP2484 e HIP17797, avendo più componenti risolte, vengono considerati legati, dati i valori di parallasse e moto proprio molto simili.

## 4.2 Regione di stabilità

La stabilità dell'orbita di un pianeta in un sistema multiplo non è sempre garantita. Per poter escludere dal campione i sistemi che non possono ospitare pianeti nella regione tra le 5 e le 12 au (dove si trovano i pianeti Jupiter-like), è necessario calcolare i limiti di stabilità per ogni sistema. Sono definiti  $a_{max}$  e  $a_{min}$  rispettivamente il semiasse maggiore dell'orbita stabile più ampia attorno alla stella primaria (la stella secondaria è considerata un elemento perturbativo), e il semiasse maggiore dell'orbita stabile più piccola attorno ad entrambe le stelle (il pianeta orbita il centro di massa del sistema).

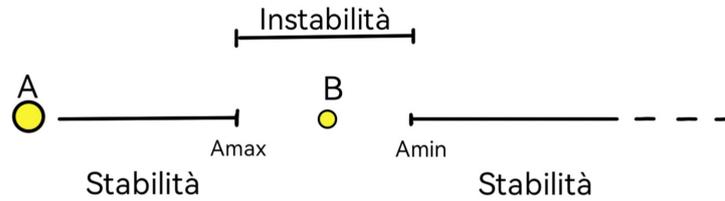


Figura 4.1: Schema che descrive la regione di stabilità di un sistema costituito dalle componenti A e B. Sono riportati anche la posizione di  $a_{max}$  e  $a_{min}$ .

Come rappresentato in figura 4.1, queste due orbite rappresentano rispettivamente il confine interno e quello esterno della regione di instabilità. Utilizzando simulazioni di sistemi a tre corpi, e variando le condizioni iniziali (eccentricità del sistema binario e rapporto di massa tra le due componenti stellari), sono state ricavate delle espressioni empiriche per determinare i limiti di stabilità (Holman, Wiegert, 1999):

$$a_{max} = [0.464 - 0,830 \cdot \mu - 0.631 \cdot e + 0.586 \cdot \mu e + 0.150 \cdot e^2 - 0.198 \cdot \mu e^2] \cdot a_b \quad (4.3)$$

$$a_{min} = [1.60 + 5.10 \cdot e - 2.22 \cdot e^2 + 4.12 \cdot \mu - 4.27 \cdot \mu e - 5.09 \cdot \mu^2 + 4.61 \cdot \mu^2 e^2] \cdot a_b \quad (4.4)$$

dove  $\mu$  è il rapporto di massa,  $e$  l'eccentricità del sistema ed  $a_b$  il semiasse maggiore del sistema binario. Non essendo nota l'eccentricità dei sistemi si è scelto  $e$  uguale a 0.667, valore mediano, assumendo una distribuzione di eccentricità dei sistemi binari pari a  $f(e) = 2e$  (Ambartsumian, 1937; Brandeker et al., 2006).

Determinata la massa della stella primaria a partire dalla sua magnitudine assoluta (la distanza è nota a partire dalla parallasse), e ricavate la massa della secondaria e la separazione tra le due stelle<sup>1</sup>, è possibile determinare la regione di instabilità, e quindi, se il sistema può ospitare o meno un pianeta Jupiter-like.

Identificativo nel catalogo di Hipparcos	$M_A (M_{\odot})$	$\mu$	$a_b (au)$	$a_{max} (au)$	$a_{min} (au)$	Stabilità
2484	2.28	0.21	105.28	9.85	436.59	MS
2487	2.76	0.77	1192.93	60.09	3806.03	S
2578	0.87	0.78	4.38	0.19	12.44	I
9141	1.13	1.00	8.26	0.27	18.57	I
9902	1.13	0.74	4607.40	242.77	15159.94	S
15247	1.18	0.57	41.74	2.75	156.56	I
16853	1.41	0.15	114.55	11.30	473.62	MS
17797	2.28	0.24	6.65	0.61	27.54	I
18714	1.03	0.24	2.35	0.21	9.74	MS
20042	6.24	0.04	296.47	31.77	1202.14	S
21632	1.03	0.16	1251.69	121.58	5183.40	S
21965	1.49	0.42	2.00	0.15	8.01	MS
32435	1.30	0.30	82.74	7.19	341.20	MS
100751	5.31	0.84	0.22	0.01	0.64	S
108422	0.99	0.29	85.37	7.44	352.19	MS
116748	0.99	0.90	237.03	9.58	639.96	MS

Tabella 4.3: Riassunto dell'analisi della stabilità dei sistemi binari.

In tabella 4.3 sono riassunti i risultati di questa analisi. Sono indicati con S i sistemi stabili, con I quelli instabili e con MS quelli marginalmente stabili. Questi ultimi sono quei sistemi in cui la regione di instabilità non occupa tutta la regione compresa tra le 5 e le 12  $au$ , permettendo così la presenza di un pianeta gioviano, seppur in un'area limitata.

La regione di stabilità tra HIP2578 e la sua compagna è stata calcolata trascurando le altre componenti del sistema di HIP2484, data l'elevata distanza da esse. Per i sistemi multipli HIP 16853 e HIP 20042 la stabilità è stata calcolata direttamente tra il sistema binario stretto (considerato come un'unica stella con massa data dalla somma delle due componenti) e la terza componente. Nei sistemi HIP17797 e HIP18714, la regione di stabilità è determinata dalla compagna più stretta data la piccola separazione dalla primaria. I sistemi completamente stabili sono cinque, mentre quelli instabili o marginalmente stabili sono undici.

Le quindici stelle singole vengono considerate stabili.

<sup>1</sup>La massa e la separazione della secondaria si calcolano facilmente per le binarie risolte. Per le binarie non risolte queste quantità si deducono dallo studio della velocità radiale della primaria.

# Capitolo 5

## Discussione

### 5.1 Oggetti d'interesse

Dalla ricerca di sistemi binari sono state trovate due stelle di particolare interesse: HIP1481 e HIP8233. Entrambe presentano un RUWE vicino all'unità (si veda tabella 4.1), il che esclude la presenza di compagne di massa elevata, in grado di deteriorare la soluzione astrometrica calcolata da Gaia. Le stelle presentano però un rapporto segnale rumore dell'anomalia di moto proprio (SNR PMA) di 3.46 e 3.01 rispettivamente (si veda tabella 4.1). Entrambi i valori sono compatibili con la presenza di un compagno substellare (si veda la sottosezione 3.2.3). Per stelle con SNR PMA significativo, con una o più compagne note, si è assunto che la PMA sia causata dalle compagne.

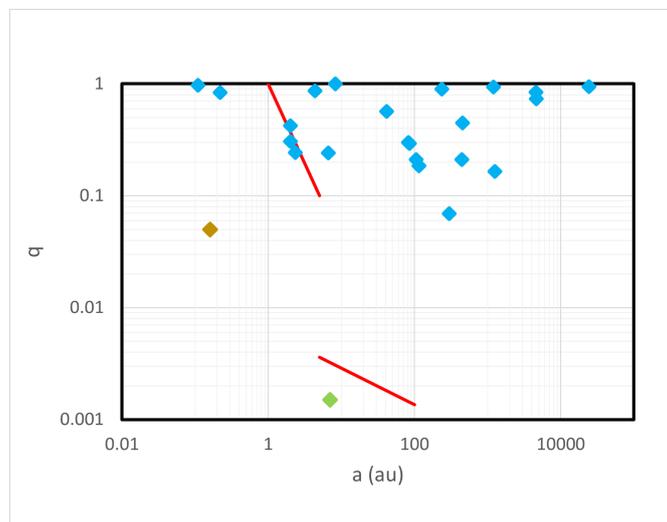


Figura 5.1: Grafico riassuntivo delle compagne trovate. Sono riportati il semiasse maggiore e il rapporto di massa con la primaria. In marrone è riportato il compagno di HIP8233, in verde il compagno di HIP1481 (sono stati scelti un valore di semiasse maggiore pari a  $7 au$ , e una massa di  $3 M_J$ ). Le linee arancioni rappresentano i limiti approssimativi di sensibilità per la tecnica del direct imaging.

#### 5.1.1 HIP 1481

La stella HIP1481 è già stata analizzata in [Mesa et al. \(2022\)](#) al fine di ricercare compagni substellari. Studiandone la velocità radiale e l'anomalia di moto proprio si sono ottenuti dei limiti sulla massa e sulla separazione

del compagno. Ulteriori limiti sono stati aggiunti dall'analisi di immagini ad alto contrasto, che, non avendo rivelato nessun oggetto, hanno posto un limite superiore in massa. In figura 5.2 sono rappresentati questi limiti.

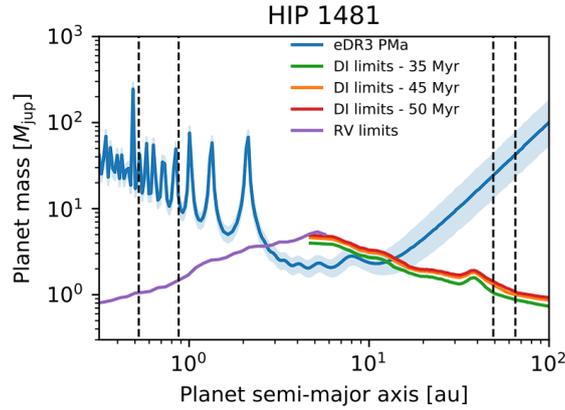


Figura 5.2: Diagramma in cui sono riportati i limiti di massa e separazione del compagno di HIP1481. La curva blu rappresenta i possibili valori di massa in funzione della distanza ottenuti con la tecnica della PMA. L'area in azzurro rappresenta l'intervallo di  $1\sigma$  di confidenza, la curva viola il limite superiore in massa ottenuto dallo studio della velocità radiale, le curve verde, arancione e rossa i limiti superiori in massa ottenuti dalle immagini ad alto contrasto. I colori verde, arancione e rosso rappresentano i limiti in funzione dell'età del sistema. Immagine ricavata da [Mesa et al. \(2022\)](#).

Il pianeta risulta quindi avere una massa compresa tra le 2 e le 5 masse gioviane, e una separazione compresa tra le 2 e le 11  $au$ .

In figura 5.2 sono evidenziate due aree (regioni comprese tra le linee tratteggiate) che corrispondono a due fasce di detriti individuate dalla missione Spitzer ([Chen et al., 2014](#); [Lazzoni et al., 2018](#)). Queste fasce si collocano ad una distanza dalla stella di circa 0.7 e 52  $au$ , separate tra loro da una distanza di circa 40  $au$ . Questa configurazione è compatibile con un pianeta di massa  $3 M_J$ , in accordo con le stime ricavate con i metodi precedentemente descritti.

### 5.1.2 HIP 8233

La stella presenta un rapporto segnale rumore dell'anomalia di moto proprio significativo. Dal catalogo [Kervella et al. \(2022\)](#) si ottengono valori della massa del compagno di  $5 M_J$  a 3  $au$  e di  $3 M_J$  a 5  $au$ . In questo caso con la tecnica del direct imaging, non è possibile trarre delle conclusioni sul limite superiore alla massa, poiché per questa stella non sono state condotte osservazioni ad alto contrasto.

I limiti derivati dall'analisi delle velocità radiali devono essere considerati con cautela. La stella infatti, ha una rotazione attorno al proprio asse molto elevata ( $V \sin(i) = 182.7 km/s$  e  $V_{Broad} = 188.0 km/s$ )<sup>1</sup> che aumenta di molto l'incertezza nelle misure di velocità radiale. Con i dati a disposizione, non è possibile determinare con certezza la presenza o meno di un compagno substellare.

Sono state svolte delle simulazioni utilizzando il metodo di Monte Carlo per determinare i valori di massa e separazione compatibili con i valori del RUWE, del SNR PMA e di RV amplitude, tenendo conto inoltre della non rivelazione di alcun compagno tramite direct imaging. Per semplicità si considerano orbite circolari, mentre i valori dell'inclinazione e della fase orbitale sono scelti casualmente. I valori di massa e semiasse maggiore finali si ottengono dalla media dei diversi risultati compatibili con i parametri osservati (maggiori dettagli in [Gratton et al. 2023b](#)). Il risultato ottenuto da queste simulazioni, riportato in figura 5.3, è compatibile con una

<sup>1</sup> $V \sin(i)$  rappresenta la velocità di rotazione proiettata sul piano del cielo ed è ottenuta da [Pribulla et al. \(2015\)](#).  $V_{Broad}$  è la velocità di rotazione ottenuta dall'analisi dell'allargamento doppler delle righe spettrali della stella. Questo valore è ottenuto dall'archivio Gaia ([Gaia Collaboration, 2023](#)).

nana bruna o una piccola stella ad una separazione inferiore ad 1  $au$ . Questo esclude con buona probabilità la presenza di un pianeta di tipo gioviano.

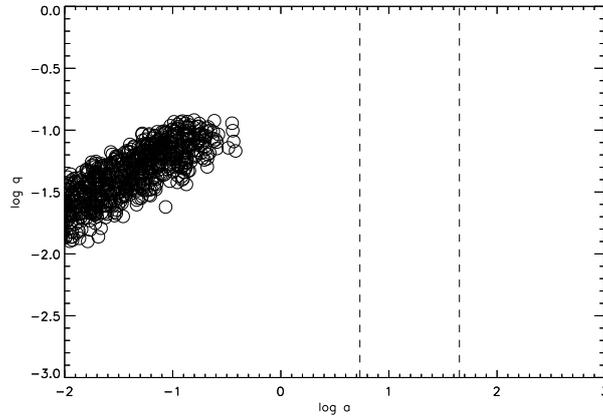


Figura 5.3: Risultato della simulazione di Monte Carlo per HIP8233. Nel piano sono riportati i risultati compatibili con i parametri osservati.  $q$  è il rapporto tra la massa del compagno e la massa della stella.

## 5.2 Frequenza di pianeti Jupiter-like in Tuc-Hor

Dall'analisi precedente risulta che l'unica stella ad ospitare un pianeta Jupiter-like è HIP1481. Il pianeta molto probabilmente ha una massa di circa  $3 M_J$ . Per calcolare la percentuale effettiva di stelle che ospitano questo tipo di pianeti, è necessario correggere il numero di pianeti trovati con il numero di pianeti con massa inferiore a  $3 M_J$ , i quali difficilmente vengono rilevati nelle condizioni (distanza ed età) di Tuc-Hor. Dalle osservazioni si ottiene una distribuzione di pianeti in funzione della massa del tipo:

$$\frac{dF}{dM_P} = k \cdot M_P^{-p} \quad (5.1)$$

con  $k$  una costante e  $p$  circa uguale a 1.3 (Adams et al., 2021). Da questa si ricava che i pianeti gioviani con una massa maggiore di  $3 M_J$  sono il  $46 \pm 7\%$  di quelli nell'intervallo tra 1 e  $13 M_J$  (Gratton et al., 2023a). Si ottiene quindi un numero complessivo di pianeti Jupiter-like pari a 2.2.

Dall'analisi sulla stabilità dei sistemi, adottando una stima conservativa, risulta che solo venti stelle possono ospitare in modo stabile un pianeta di tipo gioviano.

Quindi, la frequenza di pianeti Jupiter-like attorno a stelle simili al Sole nell'associazione Tucana-Horologium risulta essere dell' $11 \pm 11\%$ .

## 5.3 Confronto con il BPMG

Una frequenza dell'11 % circa, è di molto inferiore a quanto trovato nel  $\beta$  Pic Moving Group, dove la percentuale supera il 90 %. Inoltre, utilizzando la distribuzione binomiale per descrivere i pianeti gioviani, si può affermare che la frequenza di questi, nell'associazione Tuc-Hor, è inferiore al 22 % con un livello di confidenza del 95 %. Questo è incompatibile con quanto trovato per il BPMG, dove risulta una frequenza superiore al 50% con un livello di confidenza del 95 % (Gratton et al., 2023a).

Tale differenza potrebbe essere in parte spiegata dalle limitazioni imposte dalle tecniche di rivelazione. Come già descritto nella sezione 2.2 l'associazione Tuc-Hor ha un'età tale da rendere osservabili con il direct imaging

solo pianeti particolarmente massicci. Inoltre, è posta ad una distanza che rende la tecnica della PMA insensibile a pianeti di massa inferiore a  $3 M_J$ . Queste limitazioni osservative, nonostante possano essere in parte corrette utilizzando la funzione di massa dei pianeti gioviani (si veda la sezione 5.2), lasciano comunque un certo grado di incertezza sulla frequenza.

Un'ulteriore spiegazione potrebbe essere trovata analizzando l'ambiente di formazione di Tuc-Hor. Trattandosi molto probabilmente dell'ammasso aperto IC 2602 (si veda la sezione 2.2), l'associazione risulta essersi formata in una regione molto più densa e massiccia rispetto a dove si pensa si sia formato il BPMG (regione a bassissima densità). In un ammasso sono presenti diverse stelle massicce, e inoltre, le interazioni tra i membri sono frequenti. Questi due fattori potrebbero aver accelerato il processo di dissipazione del gas dai dischi protoplanetari, riducendo così l'intervallo di tempo in cui i pianeti Jupiter-like si sarebbero potuti formare. Questo ha come diretta conseguenza un minor numero di pianeti Jupiter-like in ambienti particolarmente densi. Questa ipotesi è avvalorata dalla maggiore massa e densità di Tuc-Hor.

Sembra poco probabile che questa differenza tra le frequenze trovate possa essere spiegata da fenomeni di espulsione planetaria, causati da instabilità orbitali in fasi successive. Questo perché le due associazioni hanno una differenza di età di circa  $20 Myr$ : intervallo di tempo insufficiente perché possa verificarsi un numero di espulsioni tale da spiegare quanto osservato.

Tutto questo fa pensare all'esistenza di due popolazioni distinte di pianeti gioviani: una che si sviluppa in stelle nate in regioni a bassa densità (come il BPMG) e una che si sviluppa in stelle nate in regioni ad alta densità (come le stelle di campo e Tuc-Hor). La frequenza trovata in Tucana-Horologium è infatti compatibile con i risultati ottenuti per le stelle di campo utilizzando la tecnica delle velocità radiali.

## Capitolo 6

# Conclusioni

L'obiettivo della tesi era ricercare pianeti Jupiter-like in associazioni giovani nelle vicinanze del Sole. Questa ricerca, nell'associazione giovane Tucana-Horologium, ha portato all'identificazione di due stelle che mostrano segnali della presenza di un compagno substellare. Combinando le tecniche del direct imaging e dell'anomalia di moto proprio è stato possibile determinare alcune proprietà di questi oggetti. HIP1481 ospita con buona probabilità un pianeta di massa compresa tra le 2 e le 5 masse gioviane, ad una separazione compresa tra le 2 e le 11 *au*. La stella HIP8233 mostra un rapporto segnale rumore dell'anomalia di moto proprio compatibile con un pianeta Jupiter-like, ma l'elevata ampiezza della variazione della velocità radiale, indica la presenza di un compagno massiccio compatibile con una nana bruna o una piccola stella con una piccola separazione.

Da questi risultati si deduce che la frequenza di pianeti gioviani attorno a stelle simili al Sole, per cui la regione compresa tra le 2 e le 11 *au* è stabile, nell'associazione Tuc-Hor, è circa dell'11 %. Il risultato è compatibile con quanto trovato da precedenti studi sulla frequenza nelle stelle di campo, mentre è in netto contrasto con la frequenza riscontrata nel  $\beta$  Pic Moving Group. Ciò potrebbe avvalorare l'ipotesi di una dipendenza della frequenza dei pianeti Jupiter-like dall'ambiente di formazione delle stelle che li ospitano. La frequenza aumenta al diminuire della densità della regione di formazione. Infatti si pensa che il BPMG si sia formato in un ambiente molto meno denso rispetto a quello di Tuc-Hor, legato all'ammasso aperto IC2602, e simile agli ambienti tipici in cui si ritiene si formino la maggior parte delle stelle. Un'ulteriore conferma di questa ipotesi potrebbe derivare dallo studio di due associazioni giovani: Carina e Columba, che si pensa rappresentino un caso intermedio tra Tuc-Hor e il BPMG.

# Bibliografia

- Adams Fred C., Meyer Michael R., Adams Arthur D.* A Theoretical Framework for the Mass Distribution of Gas Giant Planets Forming through the Core Accretion Paradigm // *The Astrophysical Journal*. mar 2021. 909, 1. 1.
- Ambartsumian V. A.* On the Statistics of Double Stars // *AJ*. I 1937. 14. 207–219.
- Avvakumova E. A., Malkov O. Yu., Kniazev A. Yu.* Eclipsing variables: Catalogue and classification // *Astronomische Nachrichten*. X 2013. 334, 8. 860.
- Baraffe Isabelle, Homeier Derek, Allard France, Chabrier Gilles.* New evolutionary models for pre-main sequence and main sequence low-mass stars down to the hydrogen-burning limit // *A&A*. V 2015. 577. A42.
- Bell Cameron P. M., Mamajek Eric E., Naylor Tim.* A self-consistent, absolute isochronal age scale for young moving groups in the solar neighbourhood // *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 09 2015. 454, 1. 593–614.
- Belokurov Vasily, Penoyre Zephyr, Oh Semyeong, Iorio Giuliano, Hodgkin Simon, Evans N. Wyn, Everall Andrew, Koposov Sergey E., Tout Christopher A., Izzard Robert, Clarke Cathie J., Brown Anthony G. A.* Unresolved stellar companions with Gaia DR2 astrometry // *MNRAS*. VIII 2020. 496, 2. 1922–1940.
- Bonavita M., Fontanive C., Gratton R., Mužić K., Desidera S., Mesa D., Biller B., Scholz A., Sozzetti A., Squicciarini V.* Results from The COPAINS Pilot Survey: four new BDs and a high companion detection rate for accelerating stars // *MNRAS*. VII 2022a. 513, 4. 5588–5605.
- Bonavita M., Gratton R., Desidera S., Squicciarini V., D’Orazi V., Zurlo A., Biller B., Chauvin et al.* New binaries from the SHINE survey // *A&A*. VII 2022b. 663. A144.
- Brandeker Alexis, Jayawardhana Ray, Khavari Parandis, Karl E. Haisch Jr., Mardones Diego.* Deficit of Wide Binaries in the  $\eta$  Chamaeleontis Young Cluster // *The Astrophysical Journal*. dec 2006. 652, 2. 1572.
- Chen Christine H, Mittal Tushar, Kuchner Marc, Forrest William J, Lisse Carey M, Manoj P, Sargent Benjamin A, Watson Dan M.* The Spitzer infrared spectrograph debris disk catalog. I. Continuum analysis of unresolved targets // *The Astrophysical Journal Supplement Series*. 2014. 211, 2. 25.
- D’Angelo G., Durisen R. H., Lissauer J. J.* Giant Planet Formation // *Exoplanets*. 2010. 319–346.
- Gagné Jonathan, Faherty Jacqueline K., Moranta Leslie, Popinchalk Mark.* A Number of nearby Moving Groups May Be Fragments of Dissolving Open Clusters // *ApJL*. VII 2021. 915, 2. L29.
- Gagné Jonathan, Mamajek Eric E., Malo Lison, Riedel Adric, Rodriguez David, Lafrenière David, Faherty Jacqueline K., Roy-Loubier Olivier, Pueyo Laurent, Robin Annie C., Doyon René.* BANYAN. XI. The

- BANYAN  $\Sigma$  Multivariate Bayesian Algorithm to Identify Members of Young Associations with 150 pc // *The Astrophysical Journal*. mar 2018. 856, 1. 23.
- Gaia Collaboration* . VizieR Online Data Catalog: Gaia DR3 Part 3. Non-single stars (Gaia Collaboration, 2022) // VizieR Online Data Catalog. V 2022. I/357.
- Gaia Collaboration et al.* Gaia Data Release 3. Summary of the content and survey properties // *A&A*. VI 2023. 674. A1.
- Galindo-Guil, F. J. , Barrado, D. , Bouy, H. , Olivares, J. , Bayo, A. , Morales-Calderón, M. , Huélamo, N. , Sarro, L. M. , Rivière-Marichalar, P. , Stoev, H. , Montesinos, B. , Stauffer, J. R. .* Lithium depletion boundary, stellar associations, and Gaia // *A&A*. 2022. 664. A70.
- Galli Phillip A. B., Miret-Roig Núria, Bouy Hervé, Olivares Javier, Barrado David.* Dynamical age of the Tucana-Horologium young stellar association // *MNRAS*. IV 2023. 520, 4. 6245–6255.
- Goldin A., Makarov V. V.* Astrometric Orbits for Hipparcos Stochastic Binaries // *The Astrophysical Journal Supplement Series*. nov 2007. 173, 1. 137.
- Gratton R., Mesa D., Bonavita M., Zurlo A., Marino , Kervella P., Desidera S., D’Orazi V., Rigliaco E.* Jupiter-like planets might be common in a low-density environment. July 2023a.
- Gratton R., Squicciarini V., Nascimbeni V., Janson M., Reffert S., Meyer M., Delorme P., Mamajek E. E., Bonavita M., Desidera S., Mesa D., Rigliaco E., D’Orazi V., Lazzoni C., Chauvin G., Langlois M.* Multiples among B stars in the Scorpius-Centaurus association // arXiv e-prints. VIII 2023b. arXiv:2308.09962.
- Holman Matthew J., Wiegert Paul A.* Long-Term Stability of Planets in Binary Systems // *The Astronomical Journal*. jan 1999. 117, 1. 621–628.
- Kennedy Grant M., Kenyon Scott J.* Planet Formation around Stars of Various Masses: The Snow Line and the Frequency of Giant Planets // *ApJ*. I 2008. 673, 1. 502–512.
- Kerr Ronan, Kraus Adam L., Murphy Simon J., Krolkowski Daniel M., Bedding Timothy R., Rizzuto Aaron C.* SPYGLASS. III. The Fornax-Horologium Association and Its Traceback History within the Austral Complex // *ApJ*. XII 2022. 941, 2. 143.
- Kervella Pierre, Arenou Frédéric, Mignard François, Thévenin Frédéric.* Stellar and substellar companions of nearby stars from Gaia DR2. Binarity from proper motion anomaly // *A&A*. III 2019. 623. A72.
- Kervella Pierre, Arenou Frédéric, Thévenin Frédéric.* Stellar and substellar companions from Gaia EDR3. Proper-motion anomaly and resolved common proper-motion pairs // *A&A*. I 2022. 657. A7.
- Kraus Adam L., Shkolnik Evgenya L., Allers Katelyn N., Liu Michael C.* A Stellar Census of the Tucana-Horologium Moving Group // *AJ*. VI 2014. 147, 6. 146.
- Langlois M., Gratton R., Lagrange et al.* The SPHERE infrared survey for exoplanets (SHINE). II. Observations, data reduction and analysis, detection performances, and initial results // *A&A*. VII 2021. 651. A71.
- Lazzoni C., Desidera S., Marzari F., Boccaletti A., Langlois M., Mesa D., Gratton et al.* Dynamical models to explain observations with SPHERE in planetary systems with double debris belts // *A&A*. III 2018. 611. A43.

- Lindegren L.* Re-normalising the astrometric chi-square in Gaia DR2. GAIA-C3-TN-LU-LL-124. August 2018.
- Luyten W. J.* A Rediscussion of the Orbits of Seventy-Seven Spectroscopic Binaries // *ApJ*. VII 1936. 84. 85.
- Mason Brian D., Wycoff Gary L., Hartkopf William I., Douglass Geoffrey G., Worley Charles E.* The 2001 US Naval Observatory Double Star CD-ROM. I. The Washington Double Star Catalog // *AJ*. XII 2001. 122, 6. 3466–3471.
- Mesa D., Bonavita M., Benatti S., Gratton R., Marino S., Kervella P., D’Orazi V., Desidera et al.* Constraining masses and separations of unseen companions to five accelerating nearby stars // *A&A*. IX 2022. 665. A73.
- Mesa D., Gratton R., Kervella P., Bonavita M., Desidera S., D’Orazi V., Marino S., Zurlo A., Rigliaco E.* AF Lep b: The lowest-mass planet detected by coupling astrometric and direct imaging data // *A&A*. IV 2023. 672. A93.
- Penoyre Z., Belokurov V., Evans W.* Identifying Unresolved Binaries from Astrometric Error // AAS/Division of Dynamical Astronomy Meeting. 53. VI 2021. 301.05. (AAS/Division of Dynamical Astronomy Meeting).
- Perryman M. A. C., Lindegren L., Kovalevsky J., Hoeg E., Bastian U., Bernacca P. L., Crézé M., Donati F., Grenon M., Grewing M., van Leeuwen F., van der Marel H., Mignard F., Murray C. A., Le Poole R. S., Schrijver H., Turon C., Arenou F., Froeschlé M., Petersen C. S.* The HIPPARCOS Catalogue // *A&A*. VII 1997. 323. L49–L52.
- Perryman Michael.* Formation and evolution // *The Exoplanet Handbook*. 2018. 2. 449–558.
- Popinchalk Mark, Faherty Jacqueline K., Curtis Jason L., Gagné Jonathan, Bardalez Gagliuffi Daniella C., Vos Johanna M., Ayala Andrew, Gonzales Lisseth, Kiman Rocío.* Examining the Rotation Period Distribution of the 40 Myr Tucana-Horologium Association with TESS // *ApJ*. III 2023. 945, 2. 114.
- Pourbaix D., Tokovinin A. A., Batten A. H., Fekel F. C., Hartkopf W. I., Levato H., Morrell N. I., Torres G., Udry S.*  $S^{\text{B}^9}$ : The ninth catalogue of spectroscopic binary orbits // *A&A*. aug 2004. 424, 2. 727–732.
- Pribulla T., Sebastian D., Ammler-von Eiff M., Stahl O., Berndt A., Chini R., Hoffmeister V., Mugrauer M., Neuhauser R., Vanko M.* VizieR Online Data Catalog: Cerro Armazones spectroscopy of F dwarfs (Pribulla+, 2014) // *VizieR Online Data Catalog*. IV 2015. *J/MNRAS*/443/2815.
- Raymond S. N., Izidoro A., Morbidelli A.* Solar System Formation in the Context of Extrasolar Planets // *Planetary Astrobiology*. 2020. 287.
- Raymond Sean N., Morbidelli Alessandro.* Planet Formation: Key Mechanisms and Global Models // *Demographics of Exoplanetary Systems*. 2022. 3–82.
- Tokovinin Andrei.* The Updated Multiple Star Catalog // *The Astrophysical Journal Supplement Series*. feb 2018. 235, 1. 6.
- Torres C. A. O., Quast G. R., Melo C. H. F., Sterzik M. F.* Young Nearby Loose Associations // *Handbook of Star Forming Regions, Volume II*. 5. 2008a. 757.
- Torres C. A. O., Quast G. R., Melo C. H. F., Sterzik M. F.* Young Nearby Loose Associations // *Handbook of Star Forming Regions, Volume II*. 5. 2008b. 757.

- Torres Carlos A. O., Silva Licio da, Quast Germano R., Reza Ramiro de la, Jilinski Evgueni.* A New Association of Post-T Tauri Stars near the Sun\* // *The Astronomical Journal*. sep 2000. 120, 3. 1410.
- Wright J. T., Marcy G. W., Howard A. W., Johnson John Asher, Morton T. D., Fischer D. A.* The Frequency of Hot Jupiters Orbiting nearby Solar-type Stars // *ApJ*. VII 2012. 753, 2. 160.
- Zuckerman B., Song Inseok.* Young Stars Near the Sun // *ARAA*. IX 2004. 42, 1. 685–721.