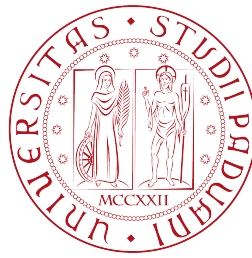


UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA
“GALILEO GALILEI”

Corso di Laurea in Astronomia



Possibilità di follow-up con PLATO di pianeti scoperti da Gaia

Laureanda:

Faraon Giada
Matricola: 1049396

Relatore:

Professor Giampaolo Piotto

Co-relatore:

Professor Valerio Nascimbeni

Anno Accademico 2016/2017

Indice

1	Introduzione	7
2	Principali metodi osservativi utilizzati	9
2.1	Metodo dei transiti	9
2.1.1	Probabilità di transito	9
2.1.2	Curva di luce, tempi scala e densità stellare	12
2.1.3	Differenza di flusso e raggio del pianeta	13
2.1.4	Sequenza di transiti e periodo orbitale	13
2.1.5	Limiti e problemi nella misura	14
2.2	Metodo delle velocità radiali	15
2.2.1	Funzione di massa e variazione della velocità radiale	15
2.2.2	Misure precise di velocità radiali	15
2.2.3	Target favoriti dal metodo RV	16
2.3	Astrometria	17
2.3.1	Segnale astrometrico	17
2.3.2	Il metodo del $\Delta\chi^2$	18
2.3.3	Calcolo dei parametri orbitali e planetari	19
2.3.4	Target favoriti dal metodo e limiti di osservazione	19
3	Gaia e PLATO	21
3.1	Gaia	21
3.1.1	Principio di funzionamento	21
3.1.2	Accuratezza delle misure	22
3.1.3	Gaia e i pianeti extrasolari	22
3.2	PLATO	24
3.2.1	Obiettivi scientifici	25
3.2.2	Descrizione dello strumento e strategia osservativa	26
3.2.3	Accuratezza delle misure	28
3.2.4	Numero di pianeti attesi	29
4	Sinergia tra le due sonde	31
4.1	Dati simulati utilizzati	31
4.1.1	Simulazione delle stelle: TRILEGAL	31

4.1.2	Simulazione dei pianeti	32
4.1.3	Simulazione delle osservazioni	34
4.2	Elaborazione dei dati	35
5	Risultati e conclusioni	39
	Bibliografia	47

Abstract

In questo lavoro di tesi sono stati selezionati dai sistemi planetari simulati nel lavoro di Perryman et al. (2014), tutti rivelabili dal satellite Gaia tramite il metodo astrometrico, i sistemi planetari rivelabili dal satellite PLATO con il metodo dei transiti, al fine di analizzare la sinergia tra le due sonde.

Si è ottenuto che, di tutti i 27 505 pianeti di Perryman et al. (2014), saranno rivelabili statisticamente circa un pianeta nei campi di vista long-duration e uno nei campi di vista step-and-stare di PLATO.

Per quanto riguarda i parametri fisici e orbitali di questi pianeti, è statisticamente probabile che il pianeta rivelabile nei campi step-and-stare abbia un periodo orbitale minore di un anno e semiasse maggiore dell'orbita minore di 1 AU. La maggior parte dei pianeti (67%) ha una durata di transito inferiore a 50 ore.

C'è inoltre un effetto di selezione sulle stelle del campione, dovuto al fatto che le sorgenti del campione di Perryman et al. (2014) devono avere un rapporto S/N astrometrico superiore a 0.5: i pianeti rivelabili nei campi long-duration orbitano stelle tendenzialmente più calde, più blu, massicce e metalliche rispetto alle stelle nei campi step-and-stare. Inoltre si è notato che circa metà delle stelle del campione finale, relativo ai pianeti rivelabili sia da Gaia che da PLATO (se transitassero), è più calda del tipo spettrale F5, cioè ha una temperatura $T_{eff} > 6600$, maggiore della temperatura effettiva delle stelle incluse nel campione P1 di PLATO.

Capitolo 1

Introduzione

Questo lavoro di tesi ha come scopo una stima statistica del numero di pianeti che, una volta rivelati dalla sonda Gaia con il metodo astrometrico, potranno essere osservati anche dal satellite PLATO (*PLANetary Transits and Oscillations of stars*), una missione ESA programmata per il 2026, con il metodo dei transiti fotometrici.

La missione Gaia ha come obiettivo fornire misure astrometriche molto precise di un grande campione di oggetti. Tramite l'astrometria, ovvero misurando la posizione di una stella sulla sfera celeste, è possibile risalire alla presenza di pianeti orbitanti attorno ad essa e a ricavarne i parametri orbitali e una stima della massa planetaria.

Per caratterizzare in modo completo un pianeta extrasolare, per poter cioè determinare con discreta sicurezza di che tipo di corpo si tratti, non è però sufficiente conoscere la sua massa: è necessario avere informazioni anche riguardo il suo raggio. Soltanto in questo modo si può dare una stima della densità media del pianeta, della sua possibile composizione chimica e quindi della sua abitabilità.

Nessuna informazione sul raggio del pianeta viene fornita dal metodo astrometrico né dal metodo delle velocità radiali, che invece danno dei vincoli sulla massa del pianeta. In alcuni casi particolari però, l'inclinazione orbitale del pianeta è tale per cui esso occulta il disco della sua stella. In tali casi si può utilizzare il metodo dei transiti, che sfrutta la diminuzione del flusso di radiazione proveniente dalla stella quando il pianeta vi passa davanti o viene occultato da essa. Tale metodo, sfruttato dal satellite PLATO, fornisce una stima del raggio del pianeta, che potrebbe essere utile quindi a completare il quadro delle informazioni ricavabili da Gaia.

Il metodo dei transiti può essere utilizzato anche con telescopi a terra, tuttavia con errori di misura molto più grandi: ecco perché sarebbe vantaggiosa una sinergia tra due missioni spaziali, non soggette agli effetti dovuti all'atmosfera terrestre. Si deve ricordare però che mentre il metodo astrometrico favorisce la scoperta di pianeti con un semiasse maggiore dell'orbita sufficientemente grande da esercitare un effetto apprezzabile sulla

posizione della stella, il metodo dei transiti favorisce invece pianeti abbastanza grandi da diminuire in modo rilevabile il flusso della stella, e vicini alla stella per avere probabilità di transito apprezzabili. L'inclinazione orbitale non è quindi l'unica variabile in grado di determinare se un pianeta transitante sarà visibile da PLATO: è importante tenere in considerazione questi ed altri effetti (come ad esempio i limiti tecnologici e temporali delle missioni) nella stima del numero di casi in cui la sinergia tra le due sonde sia possibile, per capire se si possa ottenere una buona statistica di oggetti planetari di cui possiamo misurare la densità dalla sinergia dei diversi metodi, o se i due strumenti non saranno in grado di fornire dati su un sottoinsieme comune di sistemi planetari.

Per stimare in modo credibile il numero di pianeti effettivamente rivelati da entrambi gli strumenti, si prenderanno in considerazione le simulazioni effettuate da Perryman et al. (2014): in tale lavoro, sono state simulate, tramite un codice di sintesi di popolazione galattica, un considerevole numero di stelle di tipo F, G e K in diverse posizioni e distanze, attorno alle quali sono stati collocati dei pianeti con parametri fisici e orbitali distribuiti secondo leggi empiriche. Di tali sistemi planetari sono stati selezionati solamente quelli che potevano essere rivelati da Gaia. Tale set di dati (Perryman, comunicazione privata) si analizzerà in questo lavoro, in modo da poter capire quanti dei 27 505 sistemi planetari simulati potranno essere osservati anche da PLATO e con che probabilità.

Nel capitolo 2 si descrivono i principali metodi osservativi che vengono ad oggi utilizzati per ricavare informazioni riguardo i pianeti extrasolari; nel capitolo 3 invece si parlerà delle missioni Gaia e PLATO e delle loro caratteristiche; nel capitolo 4 si descriverà in che modo è stato stimato il numero di pianeti per cui sarebbe possibile un follow-up con PLATO e infine nel capitolo 5 saranno esposti i risultati di questo lavoro.

Capitolo 2

Principali metodi osservativi utilizzati

In questo capitolo sono esposti i metodi più utilizzati e rilevanti nell'ambito della ricerca e dello studio dei pianeti extrasolari: il metodo dei transiti, il metodo delle velocità radiali e il metodo astrometrico.

2.1 Metodo dei transiti

Il metodo dei transiti utilizza la diminuzione del flusso proveniente da una stella causata dal transito di un pianeta o dalla sua occultazione.

Durante un transito, infatti, il pianeta blocca una parte del flusso della stella (si veda figura 2.1): l'entità della diminuzione di flusso sarà quindi proporzionale alla sezione del pianeta, quindi al quadrato del suo raggio.

In prossimità di un'occultazione invece, il flusso che riceviamo è la somma di quello della stella e della parte illuminata del pianeta: di conseguenza anche quando il pianeta viene nascosto dalla stella si rileva una diminuzione temporanea del suo flusso, che torna ad essere soltanto quello della stella.

2.1.1 Probabilità di transito

La tecnica utilizzata è concettualmente simile a quella che si applicherebbe nel caso di una binaria a eclisse. Consideriamo una stella di raggio R_* e un pianeta transitante di raggio R_p , e per comodità sia $k = R_p/R_*$. La condizione per osservare un'eclissi, come riportato da Winn, (2010) è che sia minimizzata la quantità

$$r_{sky} = r \sqrt{1 - \sin^2(\omega + f) \sin^2 i}, \quad (2.1)$$

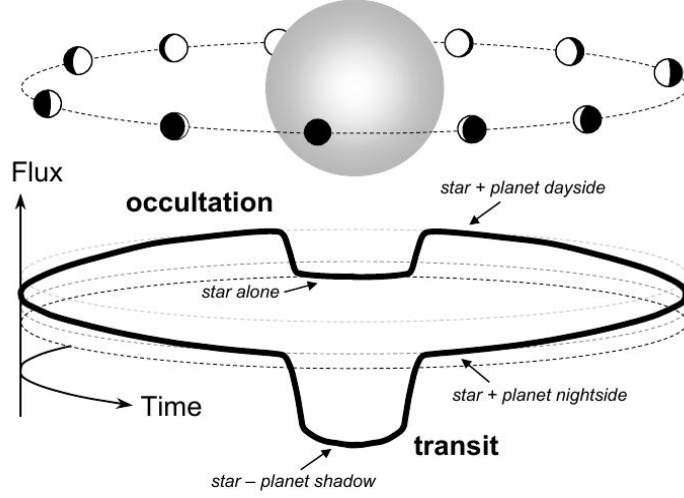


Figura 2.1: Rappresentazione di transito e occultazione e variazione del flusso nel tempo a causa di tali fenomeni (immagine da Winn, 2010)

ove f è l'anomalia vera dell'orbita, ω è l'argomento del pericentro, i l'inclinazione orbitale e r è la distanza tra la stella e il pianeta, definita come

$$r = \frac{a(1 - e^2)}{1 + e \cos f} . \quad (2.2)$$

Questo calcolo permette di ottenere le condizioni per il transito in modo accurato. Tuttavia, con l'eccezione dei casi particolari di orbite molto eccentriche e vicine alla stella che transitino tangenti al disco stellare, una buona approssimazione dei risultati sono i punti di *congiunzione*. Si può infatti affermare che le eclissi avvengano vicino ai punti di congiunzione *inferiore*, cioè quando il pianeta si colloca tra l'osservatore e la stella (transito), e *superiore*, cioè quando è invece la stella ad essere tra l'osservatore e il pianeta (occultazione). Con questa approssimazione, si ottiene che

$$f_{tra} = \frac{\pi}{2} - \omega \quad e \quad f_{occ} = -\frac{\pi}{2} - \omega \quad (2.3)$$

per transiti e occultazioni rispettivamente (Winn, 2010).

Si può calcolare la *probabilità di transito* di un pianeta extrasolare, che è data essenzialmente dall'apertura θ del *cono di penombra* che il pianeta proietta nel cielo¹

$$\sin \theta = \frac{R_{\star} + R_p}{r} . \quad (2.4)$$

¹Stiamo qui includendo anche il caso di eclissi *radenti*, ovvero casi in cui il pianeta transiti solo parzialmente sopra la stella.

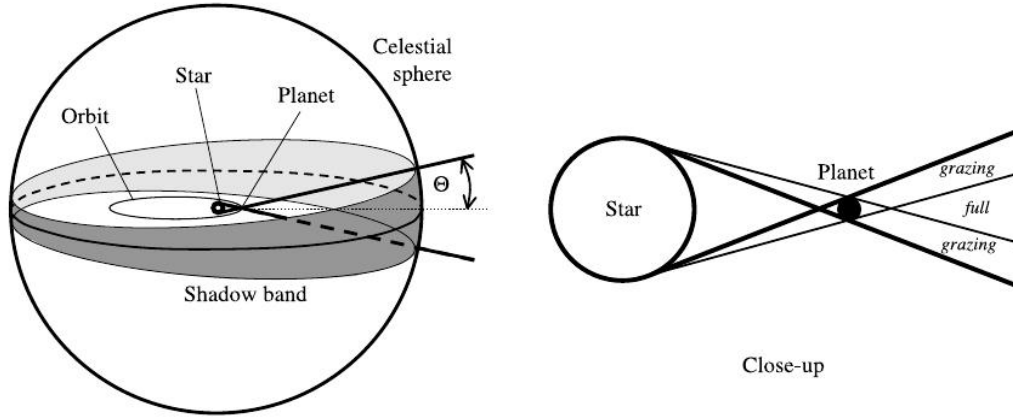


Figura 2.2: Rappresentazione del cono di penombra ed ombra proiettato da un pianeta extrasolare transitante (da Winn, 2010).

Un transito o un'occultazione avvengono solo se il *parametro d'impatto* b , cioè la distanza della traiettoria del pianeta dall'asse passante per il centro della stella e i nodi dell'orbita planetaria (si veda figura 2.3), è tale che $|b| < 1 + k$. Definito il parametro d'impatto come in Winn, (2010):

$$b = \frac{a \cos i}{R_{\star}} \left(\frac{1 - e^2}{1 + e \sin \omega} \right) \quad (2.5)$$

si ottiene quindi che la probabilità di transito di un pianeta extrasolare è data da

$$p_{tra} = \left(\frac{R_{\star} + R_p}{a} \right) \left(\frac{1 + e \sin \omega}{1 - e^2} \right) \quad (2.6)$$

e la probabilità di occultazione è

$$p_{occ} = \left(\frac{R_{\star} + R_p}{a} \right) \left(\frac{1 - e \sin \omega}{1 - e^2} \right). \quad (2.7)$$

Nel caso più semplice, in cui $R_p \ll R_{\star}$ e l'orbita è circolare ($e = 0$) le probabilità possono essere scritte come

$$p_{tra} = p_{occ} = \frac{R_{\star}}{a} \approx 0.005 \left(\frac{R_{\star}}{R_{\odot}} \right) \left(\frac{a}{1AU} \right)^{-1}. \quad (2.8)$$

Nel caso in cui invece l'eccentricità non sia nulla, mediando per ω si può ottenere che

$$p_{tra} = p_{occ} = \left(\frac{R_{\star} + R_p}{a} \right) \left(\frac{1}{1 - e^2} \right). \quad (2.9)$$

2.1.2 Curva di luce, tempi scala e densità stellare

La *curva di luce*, cioè l'andamento del flusso stellare misurato in funzione del tempo, ha una forma tipica per quanto riguarda i transiti di pianeti extrasolari (si veda figura 2.3). Il transito ha inizio al tempo t_1 , momento in cui l'ombra del pianeta appare tangente esternamente al disco stellare: il flusso diminuisce gradualmente fino al tempo t_2 , al quale l'ombra del pianeta è interamente all'interno del disco stellare. A causa dell'effetto di oscuramento al bordo², il flusso diminuisce leggermente fino al punto centrale del transito, per poi aumentare gradualmente per la stessa ragione. Al tempo t_3 l'ombra del pianeta comincia ad uscire dal disco della stella, provocando un aumento rapido del flusso fino a t_4 , al quale l'ombra proiettata dal pianeta lascia il disco stellare (Winn, 2010).

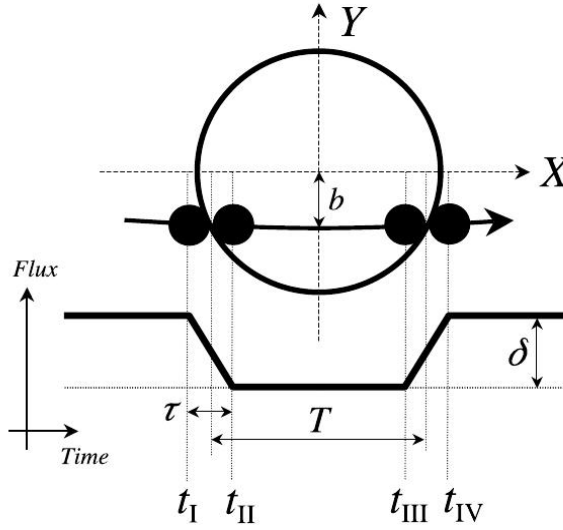


Figura 2.3: Rappresentazione delle diverse fasi della curva di luce nel transito e delle quantità associate (immagine da Winn, 2010)

Si possono misurare il tempo totale del transito $T_{tot} = t_4 - t_1$ e il tempo $T_{full} = t_3 - t_2$; per orbite circolari, questi tempi sono collegati ai parametri orbitali come riportato da Winn, (2010):

$$T_{tot} = \frac{P}{\pi} \sin^{-1} \left[\frac{R_{\star}}{a} \frac{\sqrt{(1+k)^2 - b^2}}{\sin i} \right], \quad (2.10)$$

$$T_{full} = \frac{P}{\pi} \sin^{-1} \left[\frac{R_{\star}}{a} \frac{\sqrt{(1-k)^2 - b^2}}{\sin i} \right]. \quad (2.11)$$

²Data la sfericità della stella, la luce proveniente dal bordo della stessa ha origine ad una profondità ottica diversa da quella nelle parti centrali, diminuendo quindi la luminosità superficiale apparente delle zone periferiche.

Definito $\tau \approx t_2 - t_1 \approx t_4 - t_3$ il tempo che impiega l'ombra del pianeta ad entrare completamente nel disco stellare³, una quantità utile è $T = T_{tot} - \tau$, cioè l'intervallo di tempo tra la metà delle fasi di ingresso e uscita dal transito (in inglese, ingress e egress). Nel caso che $e \approx 0$, $R_p \ll R_\star \ll a$ e $b \ll 1 - k$:

$$T \approx T_0 \sqrt{1 - b^2} \tau \approx \frac{T_0 k}{\sqrt{1 - b^2}} \quad (2.12)$$

dove T_0 è un tempo scala tipico:

$$T_0 = \frac{R_\star P}{\pi a} \approx 13 \text{ hr} \left(\frac{P}{1 \text{ yr}} \right)^{\frac{1}{3}} \left(\frac{\rho_\star}{\rho_\odot} \right)^{-\frac{1}{3}}. \quad (2.13)$$

Tale quantità, ottenuta utilizzando la terza legge di Keplero (Winn, 2010), è utile perché essendo misurabile ci permette di ottenere una stima della densità della stella che ospita il pianeta.

2.1.3 Differenza di flusso e raggio del pianeta

Il flusso totale $F(t)$ che osserviamo è dato dalla somma del flusso della stella e di quello del pianeta. La profondità della curva di luce del transito δ_{tra} al tempo di congiunzione t_c , detta *profondità di transito*, dipende quindi dal rapporto tra la differenza dei flussi di stella e pianeta e il flusso della stella. In prima approssimazione, trascurando gli effetti di oscuramento al bordo, si ha che

$$\delta_{tra} \approx \frac{F_\star - F_p}{F_\star} \approx k^2 \left[1 - \frac{I_p(t_{tra})}{I_\star} \right] \approx k^2 \quad (2.14)$$

(Winn, 2010) dove I_p e I_\star sono le intensità del pianeta durante il transito e della stella, e I_p è di solito trascurabile rispetto ad I_\star .

Per quanto riguarda le occultazioni invece, si ha che la profondità della curva di luce al tempo di congiunzione è data da (Winn, 2010):

$$\delta_{occ} \approx \frac{F(t_c) - F_\star}{F_\star} \approx k^2 \frac{I_p(t_{occ})}{I_\star}. \quad (2.15)$$

2.1.4 Sequenza di transiti e periodo orbitale

Si può determinare il periodo orbitale P di un pianeta tramite il metodo dei transiti: il tempo di congiunzione del transito n -esimo a partire da un tempo di congiunzione $t_c(0)$ è infatti

$$t_c(n) = t_c(0) + nP, \quad (2.16)$$

relazione detta *effemeride lineare* (Winn, 2010). Maggiore è il numero di transiti che si osservano per uno stesso pianeta e maggiore è la separazione temporale tra di essi,

³In generale i tempi di ingresso e uscita nella fase di ombra non sono identici, ma la differenza è trascurabile.

migliore sarà quindi la stima del periodo orbitale che si può ricavare. Se l'orbita del pianeta è perfettamente circolare, allora un transito e un'occultazione sono separati da un intervallo $\Delta t_c = \frac{P}{2}$; in caso contrario, si può dimostrare che l'intervallo dipende da e ed ω :

$$\Delta t_c \approx \frac{P}{2} \left(1 + \frac{4}{\pi} e \cos \omega \right). \quad (2.17)$$

Quantificare tale intervallo di tempo può quindi fornire un valore di $e \cos \omega$, che combinato con il valore di $e \sin \omega$ che si può ottenere, dati T_{occ} e T_{tra} le durate di occultazione e di transito, dal rapporto $\frac{T_{occ}}{T_{tra}} \approx \frac{1+e \sin \omega}{1-e \sin \omega}$ permette di stimare separatamente l'eccentricità dell'orbita planetaria e l'argomento del pericentro (Winn, 2010).

2.1.5 Limiti e problemi nella misura

L'espressione per la probabilità di transito (2.9) suggerisce che sia quindi favorita, con il metodo dei transiti, la scoperta di pianeti grandi e abbastanza vicini alla loro stella.

Un pianeta come Giove che transiti davanti a una stella di tipo solare causerebbe infatti una diminuzione del flusso solamente dell'1%, che scenderebbe allo 0.01% nel caso di un pianeta come la Terra (Winn, 2010). È evidente che si richiede quindi una grande sensibilità strumentale, oltre che un ottimo riconoscimento e sottrazione dal segnale di tutti gli effetti che vi si sovrappongono.

Al fine di riconoscere eventuali effetti sistematici di origine strumentale e atmosferica sul segnale fotometrico, oltre alla stella target si misurano altre stelle non variabili nello stesso campo: rapportando i segnali si può capire quali variazioni di flusso siano riconducibili a errori sistematici e quali invece siano segnali planetari.

Si tiene inoltre conto dell'effetto dell'*estinzione differenziale*, causata dalla variazione della massa d'aria attraversata dalla luce della stella nel tempo: la luce proveniente dalle stelle più blu viene infatti maggiormente attenuata, cambiando così il rapporto di flusso tra le stelle osservate e le stelle di riferimento (Winn, 2010).

Infine, si devono tenere in considerazione le disuniformità nell'illuminazione e nell'efficienza dei sensori CCD, che vengono parzialmente risolte dividendo le immagini fotometriche per il *flat field*, cioè un'immagine di calibrazione ottenuta illuminando uniformemente il sensore. Ciò permette di correggere la risposta delle immagini, rimuovendo i contributi spuri provenienti dal sensore stesso.

Alcuni di questi effetti si possono eliminare utilizzando telescopi spaziali anziché terrestri, come nel caso di PLATO, ottenendo una maggiore accuratezza nelle misure. Degli errori più piccoli permettono una stima migliore dei parametri orbitali e fotometrici: di solito infatti si procede creando un modello della curva di luce e utilizzando il metodo dei minimi quadrati per ottenere il modello con i parametri che minimizzano gli scarti rispetto alla curva osservata. Minore è l'errore sulle misure, minore è l'incertezza statistica sui parametri planetari.

2.2 Metodo delle velocità radiali

Il metodo delle *velocità radiali* utilizza l'effetto Doppler sulle righe spettrali di una stella che ospita un pianeta. Il centro di massa di un sistema stella-pianeta, infatti, dato che il pianeta ha massa molto minore della stella ma comunque non trascurabile, non è posizionato al centro della stessa: i due corpi orbitano attorno al centro di massa del sistema. La componente radiale del moto della stella è analizzabile tramite la spettroscopia: quando la stella nel suo moto orbitale si allontana rispetto alla Terra, le righe sul suo spettro risulteranno spostate verso il rosso; viceversa quando la stella si avvicina alla Terra le righe sul suo spettro risultano spostate verso il blu. Quantificare questo spostamento significa ottenere una misura della velocità radiale di una stella o un altro oggetto celeste rispetto alla Terra.

2.2.1 Funzione di massa e variazione della velocità radiale

Anche in questo caso, il metodo trae origine dalla teoria sulle stelle binarie, in particolare quelle in cui solamente una delle stelle è visibile e ha uno spettro misurabile. Se consideriamo un pianeta con periodo orbitale P , la semi-ampiezza K della variazione di velocità radiale nel periodo si può misurare a partire dallo spettro. Definita la *funzione di massa* come (Wright, 2017):

$$f_m = \frac{PK^3(1-e^2)^{\frac{3}{2}}}{2\pi G} = \frac{M_p^3 \sin^3 i}{(M_p + M_\star)^2}, \quad (2.18)$$

si può notare come K sia legata all'inclinazione orbitale, all'eccentricità ma soprattutto alla massa del pianeta, in particolare alla quantità $M_p \sin i$, che ne pone un limite inferiore. L'inclinazione orbitale però non può essere ricavata dal metodo delle velocità radiali, quindi per conoscere la massa è necessario ottenere informazioni sull'inclinazione con un altro metodo (transiti, astrometria, ...). L'espressione precedente è valida in generale, ma in particolare nel caso di un sistema stella-pianeta (Wright, 2017), nel quale $\frac{M_p}{M_\star} \ll 1$, si riduce a

$$K \approx \left(\frac{2\pi G}{PM_\star^2} \right)^{\frac{1}{3}} \frac{M_p \sin i}{\sqrt{1-e^2}}. \quad (2.19)$$

2.2.2 Misure precise di velocità radiali

È importante ricordare la necessità della *correzione baricentrica*: ai dati di velocità radiale deve essere sottratto il contributo del moto della Terra attorno al Sole⁴, che altrimenti determinerebbe uno spostamento delle righe spettrali dovuto al moto dell'osservatore (Wright, 2017). La procedura equivale a spostare il sistema di riferimento dell'osservatore sul baricentro del sistema Terra-Sole.

⁴Le effemeridi del moto della Terra nel sistema di riferimento baricentrico sono predette con grande accuratezza da vari enti, tra cui il Jet Propulsion Laboratory.

Se si effettua una misura della velocità radiale, di solito si calcola il redshift:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{\lambda_{oss} - \lambda_{lab}}{\lambda_{lab}} \approx \frac{v_r}{c} \quad (2.20)$$

dove λ_{oss} è la lunghezza d'onda di una riga relativa alla stella in moto, λ_{lab} è la lunghezza d'onda della stessa riga nel sistema di riferimento in cui la stella è ferma e v_r è la velocità radiale dell'oggetto.

In questo caso però, dato che le misure vengono effettuate rispetto ad un osservatore sulla Terra, l'accuratezza dei dati è limitata fortemente dalla calibrazione in lunghezza d'onda dello spettrografo, dai moti interni allo stesso e da altri fattori difficilmente quantificabili. Per ottenere quindi una misura più affidabile, si utilizza il redshift *differenziale*, ovvero si misura la differenza di redshift tra due epoche diverse, in modo da eliminare questi fattori di disturbo (Wright, 2017). Il problema è però che gli spettrografi non sono così stabili nel corso degli anni: le vibrazioni dovute agli spostamenti della strumentazione del telescopio possono ad esempio disallineare in modo impercettibile lo spettrografo. Questo ed altri fattori possono portare alla conseguenza che una determinata lunghezza d'onda non raggiunga gli stessi pixel del CCD notte per notte. Ciò può causare anche un errore nella stima del redshift differenziale, dato che una variazione di un pixel può corrispondere ad una variazione di velocità di 1 km/s laddove un pianeta tipicamente induce variazioni inferiori al m/s (Wright, 2017), fino a poche centinaia di m/s. Per ovviare a tale problema, si è optato per alcune soluzioni che prevedono la stabilizzazione dello spettrografo, che viene isolato dal telescopio e collegato ad esso tramite fibre ottiche (spettrografi *ultra-stabili*), o il passaggio della luce attraverso una cella di gas che aggiunga delle particolari righe di assorbimento allo spettro, in modo da poter rilevare i cambiamenti dovuti allo strumento, presenti sia sullo spettro stellare che su quello artificiale (spettrografi a *cella di assorbimento*). A causa di effetti causati ad esempio dall'attività stellare, le righe spettrali possono cambiare lievemente posizione e forma, causando quindi possibili falsi positivi (Wright, 2017). Stelle molto giovani ad esempio hanno una forte attività magnetica, che causa molte disomogeneità sulla loro superficie e determina uno spostamento spurio delle righe spettrali. Spettri di stelle fredde subiscono anche un effetto sistematico dovuto alla granulazione superficiale dovuta al trasporto convettivo: le bolle di materiale che sta affiorando sulla stella determinano un apparente blueshift sullo spettro, che non è prevedibile sulle piccole scale temporali (Wright, 2017).

2.2.3 Target favoriti dal metodo RV

Per quanto detto nella sezione 2.2.2, il metodo delle velocità radiali favorisce come target stelle brillanti, vecchie, nane e tendenzialmente fredde, che hanno una variazione intrinseca di velocità radiale dell'ordine di 1 m/s (Wright, 2017). Con strumenti di ultima generazione, come HARPS, HARPS-N e ESPRESSO, si prevede tuttavia di poter raggiungere sensibilità ben al di sotto di 1 m/s, fino alla decina di cm/s, che è l'effetto causato dal moto di rivoluzione della Terra attorno al Sole. In particolare, per quanto riguarda HARPS è già stato dimostrato (HARPS User Manual, capitolo 4) che l'accuratezza di

questo strumento sulle misura di velocità radiali può raggiungere e anche scendere al di sotto di 1 m/s.

Data la dipendenza diretta del segnale RV dalla massa del pianeta M_p , verranno rivelati da questo metodo prevalentemente pianeti di grande massa e breve periodo orbitale; la dipendenza dal periodo orbitale P non è molto forte, e infatti spesso la misura è limitata piuttosto dalla durata delle osservazioni (Wright, 2017).

2.3 Astrometria

Tramite il *metodo astrometrico* si analizzano i cambiamenti nella posizione di una stella attorno al baricentro del sistema dovuti all'influenza gravitazionale di uno o più pianeti. Mentre nel metodo delle velocità radiali si analizza il moto nella direzione della congiungente osservatore-stella, in astrometria può essere visualizzato il suo moto nelle due dimensioni proiettate sulla sfera celeste.

I cinque *parametri astrometrici* di base, misurati per ogni stella, sono le sue coordinate equatoriali, cioè *ascensione retta* α e *declinazione* δ , i *moti propri* nelle direzioni delle coordinate μ_α e μ_δ , e la parallasse Π .

Il metodo consiste nell'analisi del moto di una stella, alla ricerca di una componente orbitale che si aggiunga al moto proprio del baricentro del sistema e agli effetti dovuti al moto della Terra attorno al Sole. Una volta sottratti tali effetti, si può quindi misurare la variazione di posizione di una stella nel tempo al fine di tracciare i parametri orbitali della stella proiettati sul piano del cielo, e ricavarne quelli del pianeta che sta perturbando la posizione della stella (Perryman et al., 2014).

2.3.1 Segnale astrometrico

La stella, a causa dell'influenza gravitazionale del pianeta, appare percorrere sulla sfera celeste un'ellisse di semiasse maggiore

$$a_\star = \frac{M_p}{M_\star} a_p \quad (2.21)$$

con a_p semiasse maggiore del pianeta rispetto al baricentro (Perryman et al., 2014). In astrometria, l'osservabile corrispondente a questa quantità è detto *segnale astrometrico* α_a , ed è la quantità angolare (in secondi d'arco) associata ad a_\star :

$$\alpha_a = \left(\frac{M_p}{M_\star} \right) \left(\frac{a_p}{1 \text{ AU}} \right) \left(\frac{d}{1 \text{ pc}} \right)^{-1} \quad (2.22)$$

dove d è la distanza in parsec della stella osservata (Perryman et al., 2014).

Tale quantità può essere utilizzata per una prima stima di rivelazione di un pianeta. α_a viene confrontata con il rumore di fondo, dato da vari fattori a seconda dello strumento e delle condizioni di osservazione (nella sezione 3.1 si vedrà nello specifico l'errore per

quanto riguarda Gaia); solitamente si decide una soglia sul rapporto segnale/rumore, oltre la quale si considera rivelato un pianeta, cioè se

$$\frac{S}{N} = \frac{\alpha_p}{\sigma} > n \quad (2.23)$$

con σ errore dovuto al rumore e n numero che di solito è maggiore di 3 e varia a seconda del grado di confidenza che si vuole ottenere (Perryman et al., 2014): un valore di n alto terrà in considerazione rapporti segnale-rumore alti, diminuendo il numero di falsi positivi, ma anche quello dei pianeti rivelati.

Utilizzando un algoritmo di minimi quadrati sui 12 parametri (7 kepleriani e 5 astrometrici) si può ottenere dai dati sperimentali l'andamento più probabile dell'orbita del pianeta, avendo così una stima di tutti i parametri orbitali (Perryman et al., 2014). In caso il sistema planetario fosse multiplo e composto da N pianeti, i parametri diventano $5+7 \cdot N$.

2.3.2 Il metodo del $\Delta\chi^2$

Un metodo più vincolante per ottenere una soluzione al problema della rivelazione del pianeta è quello di interpolare i dati sia con un algoritmo di minimi quadrati che consideri tutti i 12 parametri citati sopra che omettendo i parametri orbitali del pianeta, ovvero considerando i soli 5 parametri astrometrici. Se il moto di una stella viene parametrizzato in modo soddisfacente dai soli parametri astrometrici, è poco probabile che attorno ad essa orbiti un pianeta rivelabile (Perryman et al., 2014).

Una volta definito il coefficiente di correlazione come

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^n \frac{(x_i - \bar{x}_i)^2}{\bar{x}_i} \quad (2.24)$$

dove x_i sono i valori ottenuti, \bar{x}_i i valori attesi e dove n è il numero totale di dati, se si calcolano i coefficienti di correlazione dei modelli ottenuti coi minimi quadrati χ_5^2 e χ_{12}^2 per entrambi i casi, la loro differenza

$$\Delta\chi^2 = \chi_5^2 - \chi_{12}^2 \quad (2.25)$$

costituisce un ottimo metodo per stabilire se un pianeta è stato rivelato o no, pur non conoscendo necessariamente i suoi parametri orbitali (Perryman et al., 2014). Si può stabilire una soglia per $\Delta\chi^2$, oltre la quale si considera l'effettiva presenza di un pianeta: tale soglia si decide in base alla confidenza che si vuole ottenere. Secondo il metodo del $\Delta\chi^2$, un valore

$$\Delta\chi^2 > 30 \quad (2.26)$$

può essere considerato per questo tipo di problema un'opzione valida in quanto dà un basso numero di falsi positivi. Si possono considerare soglie più stringenti, come $\Delta\chi^2 > 50$ o addirittura 100 (Perryman et al., 2014).

2.3.3 Calcolo dei parametri orbitali e planetari

Dei parametri orbitali kepleriani, l'inclinazione i , l'argomento del pericentro ω e la longitudine del nodo ascendente Ω descrivono la proiezione dell'orbita sulla sfera celeste, e dipendono dalla posizione dell'osservatore rispetto all'orbita.

La soluzione dell'orbita in astrometria dà in particolare gli angoli i e α_a , dai quali si possono ricavare gli altri parametri orbitali e la massa del pianeta.

Se è nota la distanza d del sistema planetario⁵ possiamo ricavare il semiasse maggiore dell'orbita della stella a_\star misurando il segnale astrometrico; poi, utilizzando l'espressione 2.22 e la terza legge di Keplero con $a_p + a_\star$ e assumendo $M_\star + M_p \approx M_\star$, ove la massa della stella si può ricavare dal tipo spettrale o dai modelli di evoluzione stellare, si può ottenere il semiasse maggiore del pianeta a_p . Da questi, tramite l'equazione 2.21 si può ottenere una stima della massa M_p del pianeta (Perryman et al., 2014).

Se ci sono più pianeti e le componenti orbitali possono essere separate, il metodo astrometrico permette di ricavare l'inclinazione relativa tra le orbite. Il metodo però non riesce a stabilire quale dei nodi è quello ascendente e quale quello discendente, ambiguità che può essere risolta applicando anche il metodo delle velocità radiali (Perryman et al., 2014), che ha in comune con il metodo astrometrico quattro parametri: a_\star , e , ω e t_p (tempo di passaggio al pericentro).

2.3.4 Target favoriti dal metodo e limiti di osservazione

Analizzando l'espressione di α_a (2.22) la possibilità di rivelare un pianeta con il metodo astrometrico dipenderà dal semiasse maggiore del pianeta a_p : saranno favoriti pianeti sufficientemente distanti dalla stella, ma su un'orbita di periodo abbastanza breve da rendere rilevabile il moto della stella su tempi compatibili con quelli delle osservazioni⁶.

Il segnale astrometrico dipende anche dalla distanza delle stelle osservate, rendendo via via più difficile l'effetto all'aumentare della distanza del target: sarà quindi più probabile trovare oggetti planetari attorno a stelle vicine al Sole (Perryman et al., 2014).

Sempre da 2.22 si nota che pianeti massicci attorno a stelle nane sono favoriti, data la dipendenza di α_a dal rapporto $\frac{M_p}{M_\star}$.

Nell'ambito dell'astrometria, in particolare per quanto riguarda la rivelazione dei pianeti extrasolari, i segnali astrometrici sono infatti angoli molto piccoli, rendendo necessarie sensibilità dell'ordine dei microsecondi d'arco. L'errore considerato ad esempio nel caso di Gaia da Perryman et al., (2014), è di $34 \mu\text{as}$: porsi nel limite più stringente $S/N > 3$ vuol dire quindi considerare $\alpha_a > 34 \cdot 3 \mu\text{as} \approx 100 \mu\text{as}$. È quindi molto più conveniente, se non obbligato, anche in questo caso, utilizzare telescopi e strumenti spaziali, in modo da escludere effetti di aberrazione e di seeing atmosferico che potrebbero portare ad errori sistematici nella misura dei dati astrometrici.

⁵Avendo il dato di parallasse Π si può ottenere la distanza della stella in modo immediato in quanto $d[\text{pc}] = \frac{1}{\Pi(\text{''})}$.

⁶Orbite troppo ampie danno luogo a un grande segnale astrometrico ma esso cambia pochissimo in grandi intervalli di tempo, rendendo così difficile la ricostruzione dell'orbita.

Pianeta	R_p (km)	a_p	p_{tra}	δ_{tra} (ppm)	K (cm/s)	α_a (μas)
<i>Mercurio</i>	2440	0.39	0.01201	12	0.8	$6 \cdot 10^{-3}$
<i>Venere</i>	6052	0.72	0.00643	76	8.5	0.175
<i>Terra</i>	6378	1.00	0.00465	84	8.9	0.299
<i>Marte</i>	3396	1.52	0.00305	23	0.8	0.488
<i>Giove</i>	69 911	5.20	0.00089	10 098	1244.6	494.000
<i>Saturno</i>	58 232	9.54	0.00049	7006	275.3	271.413
<i>Urano</i>	25 559	19.19	0.00024	1350	29.6	83.285
<i>Nettuno</i>	24 764	30.07	0.00015	1267	27.8	153.357

Tabella 2.1: Probabilità di transito $p_{tra} = \frac{R_{\odot}}{a_p}$, profondità di transito δ_{tra} , velocità radiale K e segnale astrometrico α_a dei pianeti del Sistema Solare se fossero osservati dall'esterno ad una distanza $d = 10$ pc (i parametri fisici e orbitali dei pianeti del Sistema Solare sono stati presi da Planetary Fact Sheet - NASA: <https://nssdc.gsfc.nasa.gov/planetary/factsheet/>).

Capitolo 3

Gaia e PLATO

3.1 Gaia

Gaia è una missione sviluppata da ESA (*European Space Agency*) e lanciata verso il punto lagrangiano L2¹ il 19 dicembre 2013 (Prusti et al., 2013). La missione ha lo scopo di effettuare una survey astrometrica di altissima precisione di stelle e oggetti celesti appartenenti alla Via Lattea e al Gruppo Locale, proseguendo il lavoro cominciato dal precedente satellite *Hipparcos*. Pur non essendo dedicata esclusivamente al campo dei pianeti extrasolari, la missione potrà permettere la scoperta tramite il metodo astrometrico di numerosi pianeti; in particolare, vista la durata nominale di circa 5 anni, sarà possibile rivelare pianeti con periodo orbitale $P \lesssim 5$ yr (Prusti et al., 2013).

3.1.1 Principio di funzionamento

Gaia è costituito da due telescopi dotati di specchi primari rettangolari ($1.45 \times 0.5m$) orientati in modo simmetrico ad un angolo di 106.5° tra loro (Prusti et al., 2013); è posto in rotazione attorno all'asse ortogonale alla linea di vista dei telescopi e precede attorno all'asse dell'eclittica con un angolo di 45° , in modo tale da poter scansionare il cielo in modo il più possibile uniforme. Il satellite cioè osserverà uno stesso campo di vista un certo numero N_{fov} di volte, dipendente soprattutto dalla latitudine eclittica β : se $\beta < 10^\circ$ allora il numero di passaggi è minimo ($N_{fov} \sim 60$), mentre se $\beta > 80^\circ$ $N_{fov} \sim 80$; il numero massimo di passaggi per lo stesso campo di vista si ha per campi con $\beta \sim \pm 45^\circ$ dove $N_{fov} \sim 150$ (Perryman et al., 2014).

Le parallassi misurate da Gaia sono parallassi trigonometriche *absolute*: mentre nelle misure effettuate da terra si confrontano oggetti separati da angoli molto piccoli, in quanto necessariamente sullo stesso campo di vista, Gaia potrà misurare distanze angolari molto ampie, diminuendo quindi l'effetto di errori sistematici sulla misura. Al fine di determinare i 6 gradi di libertà del proprio moto (orientamento e spin), Gaia utilizzerà i dati astrometrici di un grande numero di quasar noti, sorgenti luminose collocate a

¹La sonda verrà messa in un'orbita di librazione attorno al lagrangiano L2 del sistema Terra-Sole.

distanze cosmologiche e quindi con moto proprio essenzialmente nullo (Perryman et al., 2014).

La banda fotometrica utilizzata da Gaia per le misure astrometriche è la banda G, che è approssimabile a una funzione polinomiale delle bande g e z di SDSS (Perryman et al., 2014):

$$G = g - 0.1154 - 0.4175 (g - z) - 0.0497 (g - z)^2 + 0.0016 (g - z)^3 . \quad (3.1)$$

3.1.2 Accuratezza delle misure

Gaia osserverà tutti gli oggetti puntiformi di magnitudine in banda G più brillanti di $G \approx 20$; per quanto riguarda l'accuratezza astrometrica, essa dipende dalla magnitudine delle stelle osservate: per gli oggetti con $V \approx 7 - 12$ è molto bassa e si aggira sui $10 \mu\text{as}$, risulta invece sui $20 - 25 \mu\text{as}$ per $V = 15$, mentre per gli oggetti più deboli, a $V = 20$ degrada a $\approx 300 \mu\text{as}$ (Perryman et al., 2014). Nel caso di oggetti molto brillanti ($G \approx 3 - 12$), grazie ad un sistema di "gating" che evita la saturazione si garantisce una precisione pressoché costante anche in questo range di magnitudini.

Nel caso di Gaia, possiamo pensare l'accuratezza della misura σ_{fov} per ogni passaggio per un campo di vista come composta da vari termini (Perryman et al., 2014):

$$\sigma_{fov} = \left(\frac{\sigma_{\eta}^2}{9} + \sigma_{att}^2 + \sigma_{cal}^2 \right)^{\frac{1}{2}} , \quad (3.2)$$

dove σ_{η} è il contributo dovuto all'accuratezza di posizionamento del centroide di uno dei 106 CCD di cui Gaia è equipaggiato, che può essere stimato a seconda del numero di fotoni nell'immagine a una certa magnitudine G; σ_{cal} è il contributo relativo agli errori di calibrazione e σ_{att} è il contributo di errori di attitudine del satellite sia sistematici che casuali; si assume che $\sigma_{att} \approx \sigma_{cal} \approx 20 \mu\text{as}$.

Un valore realistico di σ_{fov} per $G < 12$ è ad esempio di $\sim 34 \mu\text{as}$, valore che è stato considerato nel lavoro di Perryman et al., (2014) di cui si utilizzeranno i dati nel capitolo 4.

Per quanto riguarda invece l'accuratezza delle misure di parallasse mediata su tutto il cielo, essa può essere stimata come in Perryman et al., (2014):

$$\sigma_{\Pi} = 0.311 \sigma_{fov} \quad (3.3)$$

dove sono stati tenuti in considerazione il numero di passaggi per ogni campo di vista per una durata di missione di 5 anni e altri fattori geometrici.

3.1.3 Gaia e i pianeti extrasolari

Considerando le capacità astrometriche di Gaia, in Perryman et al., 2014 è stato stimato il numero di pianeti che ci si aspetta di rivelare in funzione di vari parametri, come illustrato in figura 3.1. Come si vede in figura (Perryman et al., 2014), ci si aspetta che la maggior parte dei pianeti che verranno trovati da Gaia sia scoperta a magnitudini

attorno a $G = 13$, a distanze entro i 200pc, con un semiasse maggiore di 4 AU e con eccentricità tendenzialmente piccole. Nel lavoro di Perryman et al. si è limitata la massa dei pianeti a $15 M_J$, in quanto a questa massa le condizioni di pressione e temperatura nel nucleo sono tali da innescare le reazioni di fusione del deuterio, e si parla quindi non più di pianeta bensì di nana bruna. Dal grafico 3.1 appare anche chiaro che, come peraltro detto anche nella sezione 2.3.4, i pianeti massicci saranno trovati in numero maggiore perché più facili da individuare con il metodo astrometrico.

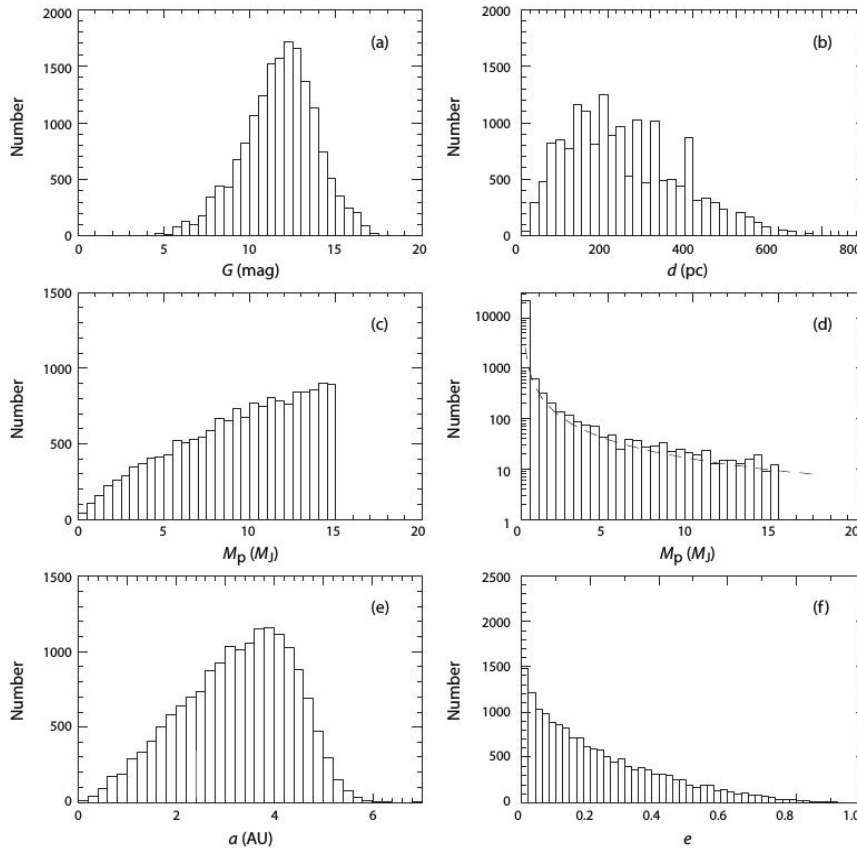


Figura 3.1: Numero di pianeti che ci si aspetta di rivelare con Gaia, per un rapporto segnale/rumore $\frac{\alpha a}{\sigma_{fov}} > 2$ tramite il metodo astrometrico, in funzione di varie quantità (da Perryman et al., 2014): magnitudine in banda G, distanza d , massa del pianeta M_p , semiasse maggiore a_p ed eccentricità e . Nel caso di M_p , si vede che l'andamento del numero di pianeti scoperti da Gaia in funzione della massa, mostrato nel grafico (c) contrasta con l'andamento utilizzato per i pianeti simulati, mostrato in (d), di cui si discuterà in sezione 4.1).

3.2 PLATO

La missione PLATO (*PLanetary Transits and Oscillation of stars*) è una missione ESA il cui lancio con destinazione il lagrangiano L2 è previsto per il 2026 (PLATO Definition Study Report). Gli obiettivi scientifici primari di tale missione sono la rivelazione di pianeti terrestri in zona abitabile attorno a stelle di tipo solare, mediante il metodo fotometrico dei transiti, e la misura delle loro proprietà fisiche (in particolare il raggio R_p e, grazie ai dati astrometrici o a follow-up con il metodo delle velocità radiali, la massa e quindi la densità). In altre parole, si vuole popolare il grafico massa planetaria-semiasse maggiore 3.2 anche nella regione fino a 1 AU e $10^{-3} M_J$, cioè dove si collocano i pianeti simili alla Terra.

La missione si propone infatti di effettuare un monitoraggio fotometrico di alta precisione e pressoché ininterrotto di alcune aree di cielo per un periodo prolungato di tempo².

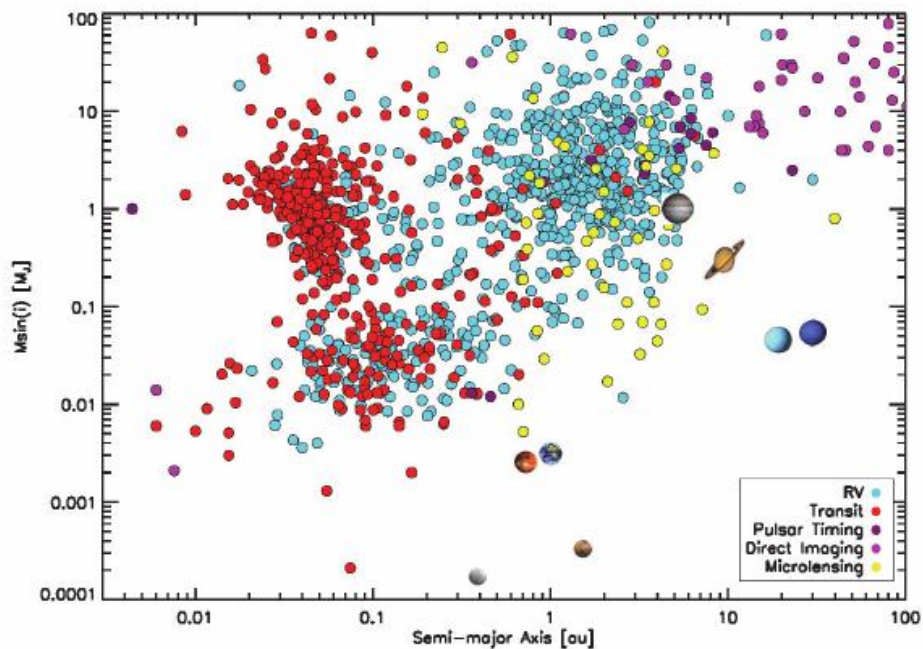


Figura 3.2: Grafico massa planetaria-semiasse maggiore di pianeti finora rivelati con vari metodi; si considerino in particolare i punti in rosso, cioè i pianeti trovati con il metodo dei transiti, e in ciano, cioè i pianeti trovati con il metodo delle velocità radiali (da PLATO Definition Study Report).

² 2 o 3 anni (il valore esatto è ancora da definirsi) per quanto riguarda i campi long-duration, 2 o 3 mesi per i campi step-and-stare (si veda il paragrafo 3.2.2).

3.2.1 Obiettivi scientifici

Principale obiettivo scientifico di PLATO, come detto sopra, è la stima dei parametri fisici, in particolare il raggio planetario con un'accuratezza del 3%, di pianeti terrestri fino a 1 AU attorno a stelle simili al Sole (di tipo F, G, K) fino a magnitudine $V = 11$ e stelle M fino a magnitudine $V = 15$. PLATO quindi, a differenza delle missioni Kepler e K2, che rivelavano o riveleranno prevalentemente pianeti a corto periodo o attorno a stelle poco brillanti³ e di TESS, che osserverà prevalentemente stelle brillanti ma con una corta base temporale, avrà accesso grazie alla sua sensibilità anche alla regione della Zona Abitabile relativa alle stelle di tipo F, G e K (PLATO Definition Study Report), come visibile in figura 3.3. PLATO non troverà soltanto pianeti rocciosi, ma sarà in grado di

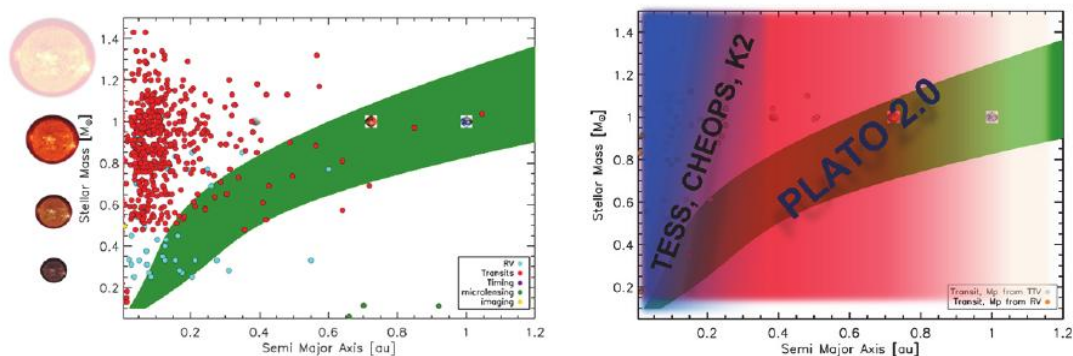


Figura 3.3: Grafico massa stellare-semiasse maggiore del pianeta ospite; in verde è riportata la zona abitabile. Nel grafico a destra, si noti come PLATO riesca a coprire anche la parte finora inaccessibile della zona abitabile (da PLATO Definition Study Report).

rivelare oggetti planetari in un grande intervallo di raggio, fornendo quindi una statistica di pianeti in base alle loro dimensioni (PLATO Definition Study Report).

Si dice *zona abitabile* di un sistema stellare la zona di quel sistema nella quale un pianeta ha la possibilità di mantenere sulla propria superficie acqua allo stato liquido. La sinergia della fotometria di PLATO con altri metodi (astrometria e velocità radiali in particolare) permetterebbe di stabilire la densità dei pianeti, dipendente dalla loro composizione, e quindi di stabilire in prima approssimazione la loro composizione e struttura tramite le relazioni massa-raggio note per ogni composizione chimica (PLATO Definition Study Report).

La distribuzione della densità dei pianeti ha molte applicazioni: ad esempio, porre un limite massimo alla massa dei pianeti rocciosi o vedere come la loro distribuzione di densità planetaria vari in base al tipo spettrale, alla metallicità e all'età della stella; stimando accuratamente massa e raggio di pianeti giganti, si possono porre dei vincoli sulle dimensioni dei loro nuclei (PLATO Definition Study Report).

Le statistiche sul numero di pianeti che verranno trovati in base alle loro caratteristiche

³Nel caso di Kepler, ad esempio, il problema non è relativo alla base temporale, bensì al piccolo campo di vista, a causa del quale le stelle di tipo solare brillanti osservate sono poche.

fisiche saranno fondamentali anche nello sviluppo delle teorie sulla formazione planetaria: tramite l'asterosismologia, infatti, PLATO stimerà con accuratezza l'età della stella ospite (PLATO Definition Study Report), e si potranno quindi confrontare sistemi planetari simili ma con età diverse. Ciò permetterà di comprendere meglio le varie fasi dell'evoluzione dei pianeti in un sistema planetario simile a quello solare, sia per quanto riguarda le loro orbite che i loro parametri fisici (PLATO Definition Study Report).

3.2.2 Descrizione dello strumento e strategia osservativa

PLATO sarà in grado di misurare sorgenti dalla magnitudine $V \sim 4$ a $V \sim 16$, con particolare attenzione all'intervallo $V \sim 4 - 11$ (PLATO Definition Study Report), di cui fanno parte le sorgenti primarie per la missione scientifica.

PLATO sarà dotato di 24 telescopi "normali", che permettono di monitorare un campo di vista molto ampio ($\sim 2232 \text{ deg}^2$) con cadenza di lettura di 25 s: essi permettono l'analisi delle stelle di magnitudine $V > 8$. Le stelle ancora più brillanti ($V \sim 4 - 8$) vengono anche seguite dai due telescopi "veloci", con una cadenza di lettura di 2.5 s, che vengono anche utilizzati per il puntamento dello strumento. Ognuna delle camere di cui è composto PLATO ha un campo di vista di circa 1100 deg^2 ed è dotata di un array di 4 CCD con 4510^2 pixel di lato $18 \mu\text{m}$ (PLATO Definition Study Report).

PLATO è progettato per rimanere operativo per un periodo nominale di 4 anni, estendibile fino ad 8; per quanto riguarda la strategia osservativa, ci sono attualmente due opzioni: una delle due consiste nell'osservazione di 2 campi di vista per 2 anni ciascuno, mentre l'altra consiste invece nell'osservazione di un campo di vista per 3 anni e di una fase "step-and-stare" della durata di un anno, con molti puntamenti di 2 o 3 mesi su vari campi di vista⁴ (PLATO Definition Study Report). La prima opzione permetterebbe di rivelare pianeti con periodo $P \leq 2 \text{ yr}$ ma ridurrebbe notevolmente il campo di vista analizzato; la seconda opzione permetterebbe, per quanto riguarda i primi 3 anni, la scoperta di pianeti con periodo $P \leq 3 \text{ yr}$, e per quanto riguarda la fase "step-and-stare" di trovare pianeti in una grande area di cielo, ma sarebbero pianeti a periodo più breve (pochi mesi al massimo).

Al fine di analizzare separatamente varie tipologie di sistemi, le sorgenti studiate da PLATO verranno divise in diversi samples (come riportato in PLATO Definition Study Report), di cui si riportano i più rilevanti:

- **P1:** stelle nane e sub-giganti di tipo spettrale da F5 a K7 e di magnitudine $V \leq 11$ e rapporto S/N di 34 ppm in un'ora di osservazione;
- **P2:** stelle nane e sub-giganti di tipo spettrale da F5 a K7 e di magnitudine $V \leq 8.2$ e rapporto S/N di 34 ppm in un'ora di osservazione;
- **P4:** stelle nane di tipo spettrale M e di magnitudine $V \leq 16$ e rapporto S/N di 800 ppm in un'ora di osservazione;

⁴La scelta della strategia avverrà due anni prima del lancio.

- **P5**: stelle nane e sub-giganti di tipo spettrale da F5 a K7 e di magnitudine $V \leq 13$;

Tutti i target sono misurati in una banda fotometrica estesa tra i 500 e i 1000 nm, con l'eccezione delle camere veloci, che invece misureranno in due bande fotometriche diverse, non ancora definite.

Durante le osservazioni, per poter permettere ai pannelli solari di cui PLATO è dotato di alimentare efficacemente gli strumenti al suo interno, la sonda verrà ruotata di 90° ogni 3 mesi in modo da massimizzare l'esposizione dei pannelli alla luce solare. Questa e altre brevi interruzioni per la manutenzione rimuoveranno una piccola parte del tempo alle osservazioni, ma sono operazioni ovviamente necessarie al funzionamento del satellite (PLATO Definition Study Report).

I vincoli osservativi di PLATO impongono di osservare campi di vista il cui centro

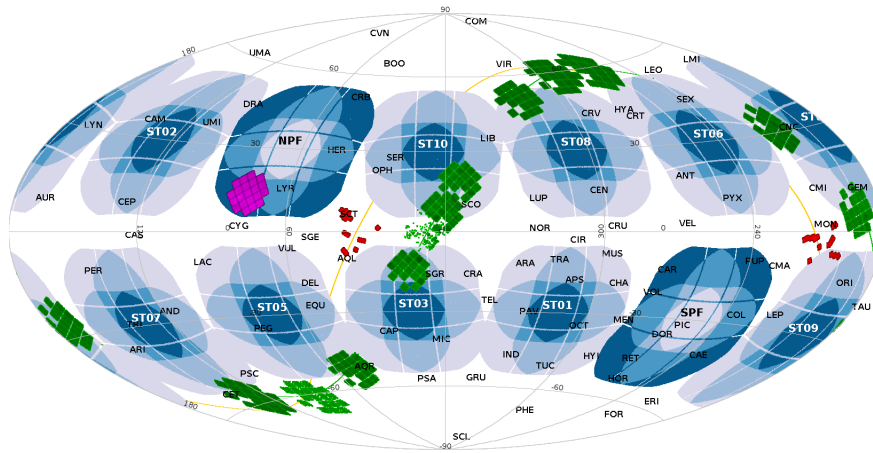


Figura 3.4: L'attuale proposta per i campi di vista osservati da PLATO, in coordinate galattiche: in blu i campi di vista NPF e SPF, in celeste i campi di vista step-and-stare, in viola il campo di vista di Kepler, in verde i campi di vista di K2 e in rosso i campi di vista di COROT (immagine cortesia di V. Nascimbeni).

abbia latitudine eclittica $|\beta| > 63^\circ$ (PLATO Definition Study Report). In tale modo si selezionano due aree di cielo, una nell'emisfero nord e l'altra nell'emisfero sud, ad alta declinazione ($|\delta| \gtrsim 40^\circ$), nelle quali si sceglieranno i due campi di vista per l'osservazione a lungo periodo. La scelta sarà effettuata in modo tale che entro il campo di vista ci sia il maggior numero possibile di sorgenti, in particolare facenti parte dei sample P1 e P5⁵, condizione che si realizza per $b < 45^\circ$ (PLATO Definition Study Report); inoltre si cercherà di minimizzare la presenza di binarie ad eclisse o altre cause di falsi positivi,

⁵Per stimare la quantità e le caratteristiche delle sorgenti presenti nei possibili campi di vista si sta creando un catalogo di sorgenti, il PIC (PLATO Input Catalogue, Nascimbeni et al, 2016), che servirà a selezionare le stelle facenti parte dei samples, escludere falsi positivi e quantificare i contributi spuri

la cui incidenza sale per $|b| < 30^\circ$. Di conseguenza, la migliore strategia, seppur ancora preliminare, è quella di considerare due campi di vista centrati all'incirca su $b \sim 30^\circ$ e a bassa declinazione, in quanto meno affetti da estinzione interstellare e più facilmente osservabili da terra nel corso del follow-up. La proposta attuale (da PLATO Definition Study Report), ma da considerarsi del tutto preliminare, è data da due campi di vista (“long duration” fields, rappresentati in figura 3.4):

- **Southern PLATO Field (SPF):** centrato in $l = 253^\circ$, $b = -30^\circ$;
- **Northern PLATO Field (NPF):** centrato in $l = 65^\circ$, $b = 30^\circ$.

Il campo di vista NPF include anche il campo di vista della missione Kepler, condizione che può tornare utile a verificare la presenza di pianeti già rivelati da tale strumento e a migliorarne la caratterizzazione.

Per quanto riguarda la fase step-and-stare, i vari campi di vista saranno verosimilmente centrati a $b = \pm 30^\circ$ ed equispaziati in longitudine galattica (PLATO Definition Study Report).

3.2.3 Accuratezza delle misure

PLATO raggiungerà la sensibilità richiesta per determinare, per quanto riguarda ad esempio stelle G0V con $V = 10$, il raggio di un pianeta della dimensione della Terra con un'accuratezza del 3% (PLATO Definition Study Report). Ricordando che la profondità di un transito è $\delta_{tra} \sim k^2$ (formula 2.14), per un pianeta di $1 R_\oplus$ in orbita attorno ad una stella di $1 R_\odot$ con $a = 1\text{AU}$ si ottiene $\delta_{tra} \sim 84$ ppm. Ciò si traduce, se si vuole determinare il raggio di un pianeta a 4σ ⁽⁶⁾, in un livello di rumore fotometrico minore di ~ 30 ppm in 13 ore, durata tipica di un transito di questo tipo. PLATO andrà oltre questo vincolo: per misurare k con l'accuratezza del 2%, nel caso di un sistema analogo al sistema Terra-Sole ad una magnitudine $V = 10$, è necessario un livello di rumore minore di 28 ppm in un'ora se sono osservati tre transiti. Questo si traduce in un livello di rumore 34 ppm in un'ora per lo stesso sistema visto a magnitudine $V = 11$, condizione che non permette però di raggiungere l'accuratezza del 2% nella misura di k (PLATO Definition Study Report).

Se il rumore strumentale aumenta ad esempio a 80 ppm in un'ora, l'incertezza sulle misure aumenta fino al 9% (PLATO Definition Study Report): se PLATO avesse questa soglia di rumore per tutti i target, sarebbero rivelati circa metà dei pianeti rispetto al caso con rumore di 34 ppm.

Per una stella con $V = 11$, il satellite è progettato in modo che il residuo dell'errore sistematico, una volta che esso sia stato rimosso, è sempre minore di un terzo dell'errore dovuto al rumore casuale ed è quindi una quantità trascurabile.

al flusso dati da sorgenti vicine ai target. I dati astrometrici forniti da Gaia saranno utilizzati nella costruzione del catalogo.

⁶Necessari a rivelare il pianeta ma non a determinarne accuratamente il raggio.

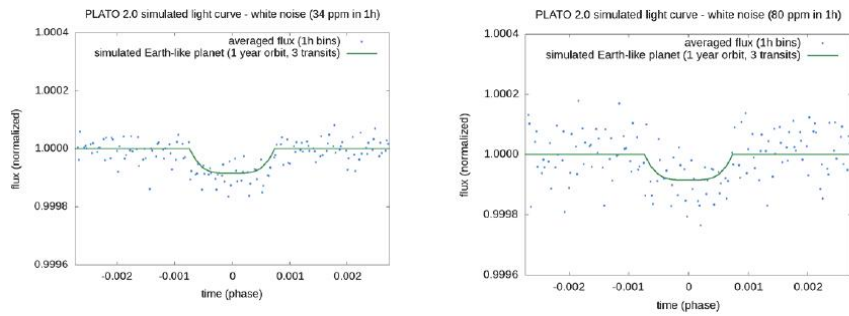


Figura 3.5: Simulazioni delle curve di luce ottenibili con PLATO nel caso di 3 transiti di un pianeta di $1R_{\oplus}$ che orbita una stella G0V con $a = 1$ AU. A sinistra si considera una soglia di rumore di 34 ppm in un'ora, mentre a destra una soglia di rumore di 80 ppm in un'ora: il pianeta è ancora rivelato, ma non caratterizzato accuratamente (da PLATO Definition Study Report).

3.2.4 Numero di pianeti attesi

Ci si aspetta di rivelare tramite PLATO circa 4600 pianeti attorno a stelle con V fino a 13; di questi si stima che 770 saranno pianeti piccoli (fino a $2R_{\oplus}$) attorno a stelle brillanti ($V < 11$) dei quali tra 6 e 280, a seconda delle stime fatte, saranno pianeti in zona abitabile (da PLATO Definition Study Report).

Si stima inoltre che dei sistemi planetari scoperti, per il 50% delle Super Terre a corto periodo ($P < 85$ d), il 25% delle Super Terre a lungo periodo ($P > 85$ d) e il 25% delle Terre sarà applicabile anche il metodo delle velocità radiali.

Capitolo 4

Sinergia tra le due sonde

Al fine di analizzare la possibile sinergia tra Gaia e PLATO, è stato preso in considerazione il lavoro di Perryman et al., (2014). In particolare, in questo capitolo si lavorerà con i risultati delle simulazioni ottenute in quel lavoro, forniti da Perryman in una comunicazione privata. Queste simulazioni consistono in una tabella di 27505 sistemi stellari simulati rivelabili da Gaia. In questo lavoro si cercherà di capire quanti di questi potrebbero essere rivelati anche da PLATO tramite transito.

4.1 Dati simulati utilizzati

In questa sezione verranno esposte brevemente le procedure seguite da Perryman et al., (2014) per ottenere la tabella di pianeti simulati rivelabili da Gaia.

4.1.1 Simulazione delle stelle: TRILEGAL

La tabella di sistemi planetari di Perryman et al., (2014) è stata generata artificialmente per poter ricalcare con sufficiente attendibilità l'incidenza di ogni parametro fisico e orbitale di stelle e pianeti reali.

Per costruire questo set di dati, come descritto in Perryman et al., 2014, per prima cosa è stato generato un campione di stelle utilizzando il modello di sintesi di popolazione galattica *TRILEGAL* (*TRidimensional modeL of thE GALaxy*, Girardi et al., 2005, 2012), che include una funzione di luminosità teorica e distribuzioni di massa, età e metallicità. *TRILEGAL* effettua una simulazione Monte Carlo scegliendo i parametri stellari iniziali (ad esempio massa, metallicità, composizione chimica superficiale, gravità, temperatura effettiva, ...) secondo distribuzioni di probabilità e funzione di massa iniziale realistiche, e ad ogni stella attribuisce in modo simile un'età (Perryman et al., 2014). Ottenute queste quantità, *TRILEGAL* ricalcola per ogni stella i parametri iniziali ottenuti dalla simulazione per l'età attribuita alla stella. *TRILEGAL* fornisce anche, includendo una distribuzione casuale delle distanze, una stima della magnitudine e del colore. In Perryman et al., (2014) è stata scelta una combinazione dei sistemi fotometrici *ugriz* della SDSS e *JHK* della 2MASS, per le quali la conversione per la magnitudine nella banda

G di Gaia è la (3.1).

Le magnitudini sono state limitate a $r = 17.5$ in modo da ottenere anche stelle deboli con forti segnali astrometrici. È stata scelta come funzione di massa iniziale la distribuzione di Chabrier lognormale¹, e una frazione di stelle binarie di 0.3 con rapporto di massa tra 0.7 e 1 (Perryman et al., 2014). La temperatura efficace e la gravità delle stelle sono state vincolate in modo che $\log g > 3.0$ e $\log T_{eff} < 4.0$, così da poter escludere stelle giganti e di grande massa. È stata considerata l'estinzione data da un disco esponenziale con raggio di scala 110 pc, lunghezza di scala 100 kpc e coefficiente di estinzione all'infinito $A_v(\infty) = 0.0378$. Per il disco spesso e il disco sottile della Galassia sono state scelte leggi esponenziali del tipo²

$$\rho \propto \exp\left(\frac{-R}{h_r}\right) f(z), \quad (4.1)$$

con distribuzione verticale $f(z) = \text{sech}^2\left(\frac{0.5z}{h_z}\right)$ (Perryman et al., 2014). L'alone galattico è stato parametrizzato come uno sferoide oblato $r^{\frac{1}{4}}$ e si è assunto un bulge triassiale (Perryman et al., 2014). Nel codice TRILEGAL sono anche inclusi i tassi di formazione stellare e le relazioni età-metallicità e alpha-enhancement.

In Perryman et al., (2014) sono stati simulati, utilizzando TRILEGAL, campi di vista di 1 deg^2 a intervalli di 10° a longitudine galattica l da 0° a 180° (simmetrico all'intervallo 180° - 360°) e latitudine galattica b da -90° a $+90^\circ$, in modo da coprire praticamente tutta la sfera celeste. Alla fine della simulazione, sono state ottenute $260 \cdot 10^6$ stelle, binarie incluse, di massa compresa tra 0.07 e $3.27 M_\odot$ e distanze fino a 16 kpc⁽³⁾.

4.1.2 Simulazione dei pianeti

A ognuna delle stelle simulate da Perryman et al., (2014), è stato attribuito un pianeta di raggio pari a $1 R_J$. Le proprietà di ognuno dei pianeti sono state scelte in base alle regole seguenti (come riportato in Perryman et al., 2014):

- **Stelle binarie:** sono stati considerati pianeti che orbitano attorno alla stella primaria, ignorando la presenza della stella secondaria.
- **Massa e metallicità della stella:** Per stelle di massa tra $0.6 M_\odot$ e $2 M_\odot$ e metallicità $[\frac{Fe}{H}] < 0.4$ è stata usata la relazione tra incidenza di pianeti giganti, metallicità e massa stellare data da Johnson et al. (2010). Per stelle di massa maggiore di $2 M_\odot$ si è assunto che il tasso d'incidenza di pianeti giganti sia pari a quello per $M_\star = 2M_\odot$; si è assunto inoltre che il tasso di stelle con pianeti con metallicità maggiore di 0.4 sia uguale a quello delle stelle di metallicità $[\frac{Fe}{H}] = 0.4$.
- **Massa e periodo orbitale del pianeta:** Si è assunto che le distribuzioni di massa e periodo orbitale dei pianeti siano indipendenti dalla metallicità della stella. Per

¹È una funzione iniziale di massa che si appiattisce per piccole masse (Chabrier, 2003).

²In tali leggi R è la direzione radiale della Galassia, z è la direzione verticale e h_z è l'altezza di scala del disco.

³In realtà solo le stelle di distanza inferiore a 700 pc sono interessanti per la rivelazione di pianeti.

ognuna delle stelle sono stati generati pianeti usando la relazione massa-periodo trovata da Cumming et al. (2008) per stelle di tipo G e K, che è della forma

$$dN = CM^{-0.31}P^{0.26}d\ln Md\ln P, \quad (4.2)$$

con C costante di normalizzazione, scelta in modo tale che il 10.5% delle stelle di tipo solare abbia un pianeta di massa tra 0.3 e 10 M_J e periodo orbitale tra 2 e 2000 d. Per stelle di massa maggiore di 0.6 M_\odot , è stata estrapolata da Perryman et al. (2014) una legge di potenza analoga, in modo da coprire l'intervallo di massa planetaria da 0.1 a 15 M_J ed estendere l'intervallo di periodo orbitale fino a 10 yr. Per pianeti di periodo $P < 418$ d e massa $M_p < 0.3 M_J$ è stata utilizzata la distribuzione periodo-raggio ottenuta con i dati della sonda Kepler da Fressin et al. (2013) e si sono poi convertiti i raggi planetari in masse planetarie tramite una relazione empirica che mette in relazione i risultati di Fressin et al. (2013) con il tasso d'incidenza di pianeti con periodo $P < 50$ d (in funzione di M_p) ottenuto da Howard et al. (2010), ponendo $M_p = 0.3 M_J$ a $R_p = 1 R_J$:

$$M_p = \begin{cases} 1.08R_p^{3.45} & R_p \leq 1.5 \\ 3.17R_p^{0.87} & 1.5 < R_p \leq 4.0 \\ 10.59 \left(\frac{R_p}{4}\right)^{2.07} & 4.0 < R_p \leq 6.0 \\ 24.51 \left(\frac{R_p}{6}\right)^{2.17} & R_p > 6.0 \end{cases} \quad (4.3)$$

con M_p ed R_p in unità terrestri (Perryman et al., 2014).

- **Incidenza di pianeti attorno a stelle M:** Per stelle di massa $M_\star < 0.6 M_\odot$ sono stati utilizzati i risultati di Montet et al (2014): la frequenza di pianeti è una legge di potenza in funzione della massa stellare e della metallicità, e dove il numero di pianeti varia come

$$dN \propto M_p^{-0.94}d\ln M_p d\ln a_p. \quad (4.4)$$

- **Eccentricità:** Si è assunta una distribuzione del tipo $P(e) \propto e^{-0.133}(1-e)^{2.07}$, ottenuto da Kipping (2013) tramite un'interpolazione su dati di velocità radiali.
- **Sistemi a più pianeti:** Non si è tenuto conto di sistemi a più pianeti giganti in quanto la distribuzione usata (Cumming et al., 2008) è stata generata da dati di velocità radiali che contemplavano i sistemi a più pianeti giganti soltanto nel caso di segnali Doppler molto forti (Perryman et al., 2014). Per quanto riguarda invece la distribuzione di Fressin et al. (2013) basata su Kepler, essa darebbe luogo a sistemi a più pianeti, ma il segnale astrometrico generato dal contributo dell'intero sistema planetario è troppo basso per essere rivelato da Gaia (Perryman et al., 2014).

4.1.3 Simulazione delle osservazioni

Per ognuno dei pianeti ottenuti tramite queste simulazioni è stato calcolato il segnale astrometrico tramite la formula (2.22) avendo il semiasse maggiore e la distanza per ogni sistema simulato (Perryman et al., 2014). Per determinare poi quali di questi pianeti possono essere rivelati da Gaia, è stata usata la formula per il rapporto segnale-rumore (2.23) per vari valori di n tra 0.5 e 6 (Perryman et al. 2014); risulta che 189 099 pianeti tra quelli simulati hanno un segnale astrometrico tale che

$$\frac{\alpha_a}{\sigma_{fov}} > 0.5 . \quad (4.5)$$

Al fine di simulare le osservazioni effettuate da Gaia, è stato utilizzato *AGISLab*, codice i cui strumenti permettono di simulare l'osservazione delle sorgenti tramite modelli completi di Gaia, tra i quali anche la legge di scansione del cielo (Perryman et al. 2014). Date le coordinate di una stella, il codice fornisce una lista di tutti i passaggi di quella sorgente per i campi di vista di Gaia e i relativi tempi, posizioni, angoli di posizione e fattori di parallasse. Questi dati, aggiunti all'errore σ_{fov} assunto e ai parametri orbitali del moto riflesso della stella, permettono di avere un set di osservazioni fittizie. Ad ogni sistema, ottenuti questi dati, è stato applicato un algoritmo di interpolazione dell'orbita ai minimi quadrati con 12 parametri (i 7 parametri orbitali e i 5 parametri astrometrici), in modo da ottenere i valori più credibili per tali quantità e quindi un fit dell'orbita (Perryman et al., 2014).

È stato quindi utilizzato (Perryman et al., 2014) il metodo del $\Delta\chi^2$ descritto nel paragrafo 2.3.2, per tre diverse soglie ($\Delta\chi^2 = 30, 50$ e 100). La tabella ricavata nel lavoro di Perryman et al. (comunicazione privata), che verrà utilizzata in questo lavoro, comprende la lista dei pianeti con $\frac{\alpha_a}{\sigma_{fov}} > 0.5$, $\Delta\chi^2 > 30$ e una durata di missione di 5 anni.

Per ognuno dei sistemi stella-pianeta, tale tabella fornisce:

- **Coordinate equatoriali** (declinazione δ e ascensione retta α);
- **Parametri fisici e chimici della stella:** massa M_\star in masse solari, **raggio** R_\star in raggi solari, **temperatura effettiva** T_{eff} in K, **gravità** $\log g$ nel sistema cgs e **metallicità** $[\frac{Fe}{H}]$;
- **Indice di colore** $J - K$ e **magnitudini** in banda r di SDSS e in banda G di Gaia;
- **Segnale astrometrico** α_a in microsecondi d'arco;
- **Parametri fisici del pianeta:** massa M_p in masse gioviane e **raggio** R_p in raggi gioviani⁴;
- **Parametri orbitali del pianeta:** **semiasse maggiore** a_p in AU, **frequenza orbitale** f in periodi all'anno, **eccentricità** e , **coseno dell'inclinazione** $\cos i$, **longitudine del nodo ascendente** Ω , **argomento del pericentro** ω e **anomalia media** M_0 all'epoca di riferimento;

⁴Si ricorda che il raggio di tutti i pianeti simulati è stato posto uguale a $1 R_J$, per via del fatto che la funzione di massa planetaria è essenzialmente piatta nell'intervallo $1 - 15 M_J$.

- **Numero di passaggi** per il campo di vista a cui appartiene la stella N_{fov} ;
- **Rumore** σ_{fov} associato ad ogni osservazione in microsecondi d'arco (assunto pari a $34 \mu\text{as}$, Perryman et al., 2014).

4.2 Elaborazione dei dati

Per elaborare tale tabella effettuando i calcoli in modo più agevole è stato usato il software *TOPCAT*, il quale permette una gestione efficiente dei dati in essa contenuti e la creazione di grafici e istogrammi.

Per prima cosa, la tabella di Perryman et al. (2014) è stata importata in *TOPCAT* e sono state create altre due colonne. In una delle due è stata calcolata la magnitudine in banda V utilizzando la formula di conversione:

$$V = r + 0.1 + 0.05(J - K) + 0.6(J - K)^2 . \quad (4.6)$$

Nell'altra colonna si è calcolato l'indice di colore ($B - V$) come

$$(B - V) = 1.65(J - K) . \quad (4.7)$$

Tali conversioni sono state ottenute (cortesia di V. Nascimbeni) incrociando il catalogo di Stetson⁵ con le magnitudini dei cataloghi 2MASS (*JHK*) e SDSS (*ugriz*); di tutto il catalogo, sono state tenute solo le stelle di tipo A, F, G e K che avevano dati di magnitudine nelle bande B , V , r , J e K con errori inferiori a 0.05 mag. Effettuando delle interpolazioni tra i colori $B - V$ e $J - K$ e tra i colori $V - r$ e $J - K$ mediante leggi polinomiali sono state ottenute le relazioni di cui sopra (si veda figura 4.1).

Avendo osservato che i dati di posizione sono stati forniti fino alla seconda cifra decimale e che alcune delle stelle apparivano avere esattamente le stesse coordinate, si sono create due nuove colonne nella tabella, nelle quali si è aggiunto ad ogni valore di α e δ un numero casuale con distribuzione uniforme tra $-5 \cdot 10^{-5}$ e $5 \cdot 10^{-5}$ gradi. In questo modo, è stato possibile distinguere ognuna delle stelle del campione, senza cambiarne essenzialmente la posizione sulla sfera celeste. Questi nuovi valori di coordinate, assieme ai valori di magnitudine in banda V e colore ($B - V$) ottenuti, sono stati esportati in una nuova tabella. Essa è stata costruita per essere input del software *counter* (fornito da V. Nascimbeni). Tale programma, dati in input una tabella di oggetti con coordinate equatoriali, magnitudine V e colore $B - V$, un file con l'informazione sul puntamento dei campi long duration e step-and-stare di PLATO⁶, la magnitudine limite e il livello di rumore scelti, fornisce in output una tabella di tutte le sorgenti del campione che cadono nei campi di vista di PLATO entro la soglia di magnitudine e rumore scelta. Nella tabella di output sono presenti per ogni sorgente, oltre alle coordinate, la magnitudine e il colore, anche il numero di telescopi normali e "fast" che la osserva (rispettivamente N_{tel}

⁵Il catalogo di Stetson include misure molto accurate di magnitudini nel sistema di Bessel UBVRi di vari campi di stelle standard in tutto il cielo.

⁶Tale file è stato fornito assieme al programma.

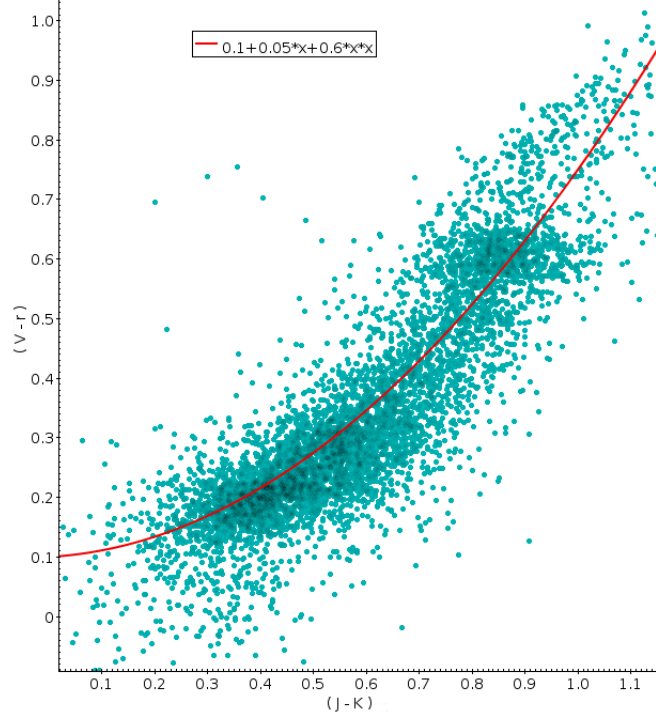


Figura 4.1: Grafico del colore $(V - r)$ contro $(J - K)$ per le stelle standard fotometriche selezionate come descritto nel testo. In azzurro i dati relativi alle stelle del catalogo, in rosso la curva che interpola i dati, la cui equazione è la (4.6).

e N_{fast}) e in quale campo essa sia presente (N_{field} numero intero, dove “1” corrisponde al NPF, “2” al SPF e i numeri da “3” a “12” corrispondono ai vari campi step-and-stare). Nel caso di questo lavoro, si è scelta una soglia di magnitudine di $V = 11$ e una soglia di rumore di 34 ppm, come richiesto dal requirement sul sample P1 di PLATO. Dei 27 505 sistemi, solo 1965 cadono nei campi di vista di PLATO. Il file di output di *counter* è stato poi importato in TOPCAT ed è stato unito alla tabella iniziale incrociando le due tabelle, con le coordinate di posizione come valori comuni. In questo modo è stata cioè ottenuta una tabella dei 1965 sistemi nei campi di vista di PLATO comprensiva di tutti i parametri per essi simulati da Perryman et al. (2014).

È stata quindi aggiunta a questa tabella una colonna in cui è stato esplicitato il periodo orbitale in anni a partire dalla frequenza orbitale f come $P = 1/f$. Si sono poi create tre colonne in cui sono stati convertiti R_* , R_p e a_p in chilometri, in modo da avere la stessa unità di misura per tutte e tre le quantità e poter svolgere agevolmente i calcoli successivi. In altre due colonne sono stati calcolati per ognuno dei sistemi il rapporto $k = \frac{R_p}{R_*}$ e la profondità di transito $\delta_{tra} \approx k^2$. Si sono quindi calcolate la *probabilità di transito* p_{tra} per ogni pianeta simulato in una nuova colonna, utilizzando la formula (2.6) e il parametro d’impatto b secondo la formula

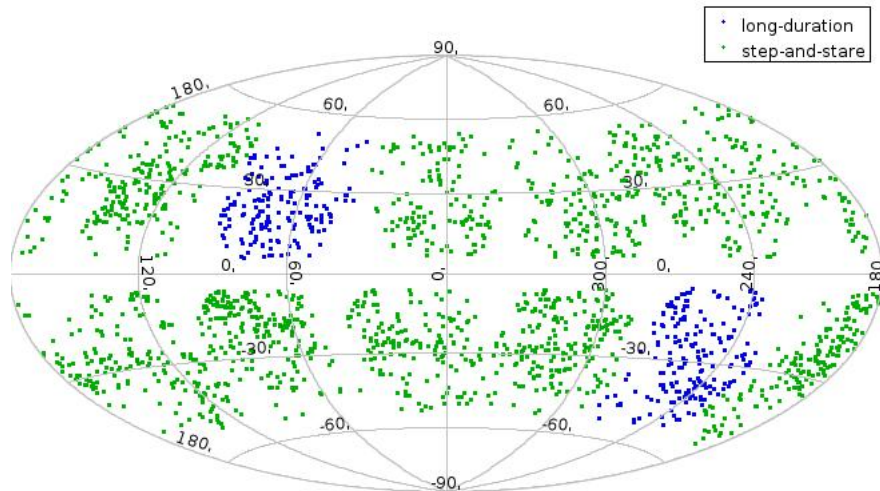


Figura 4.2: Posizione in coordinate galattiche dei 1965 pianeti della tabella di Perryman et al., 2014 che risultano nei campi di vista di PLATO: in blu quelli nei campi long duration, in verde quelli nei campi step-and-stare.

(2.5).

Per quanto riguarda la durata del transito totale (da t_1 a t_4), essa è stata calcolata in 2 modi: sia tramite la formula (2.10), sia calcolando per ogni sistema i valori di T_0 , τ e T secondo le formule (2.12) e (2.13), ricordando che $T_{tot} = T + \tau$. I due risultati ottenuti per T_{tot} sono consistenti nell'ordine del minuto. La formula (2.10) però implica che si utilizzi un parametro d'impatto b compreso tra -1 e 1 ⁽⁷⁾, mentre la maggior parte dei pianeti non transita e ha quindi, a meno di non avere transiti “radenti”, caso escluso in questo lavoro, valori di b che escono da tale intervallo. Di conseguenza, per avere una statistica sulle durate di transito⁸, si è ricalcolata in una nuova colonna la durata di transito T_{tot} di ciascun pianeta assumendo un parametro d'impatto $b = 0.5$, il caso più probabile dato che per orbite orientate isotropicamente nello spazio ci si aspetta che b segua una distribuzione uniforme. Le durate di transito T_{tot} e T_0 sono state calcolate in ore, moltiplicando le relative formule per $8760 \frac{\text{hr}}{\text{yr}}$ ⁽⁹⁾.

Nel calcolo della probabilità di transito, non si è tenuto conto però della durata delle osservazioni: è infatti più probabile rivelare un pianeta di periodo inferiore o uguale alla durata dell'osservazione di un dato campo, in quanto si possono osservare più transiti in questo periodo di tempo. Non è impossibile rivelare un pianeta di periodo maggiore, tuttavia sarà possibile osservarne al più un solo transito: la probabilità di transito per

⁷Si ricorda che b è calcolato in unità di raggio della stella, quindi valori di $|b| > 1$ implicano che, trascurando i transiti “radenti” che possono avvenire anche per $|b| < 1$, il pianeta non transita.

⁸Ciò serve a poter valutare la variazione delle durate di transito in funzione dei vari parametri.

⁹Di conseguenza anche T e τ risultano calcolate in ore, dipendendo direttamente da T_0 .

pianeti di periodo maggiore della durata dell’osservazione del relativo campo di vista andrà quindi riscalo in modo inversamente proporzionale al suo periodo orbitale. Si sono quindi creati due sottoinsiemi, uno contenente i pianeti nei campi di vista NPF e SPF (cioè quelli con $N_{field} < 3$), e l’altro contenente i pianeti nei campi di vista step-and-stare (ovvero quelli con $3 < N_{field} < 12$). Assumendo che i campi di vista NPF e SPF vengano osservati per un tempo totale di 2 anni, si è ricalcolata una nuova probabilità di transito “efficace” $p_{tra,new}$ in modo tale che la probabilità rimanesse inalterata per tutti i pianeti di questo sottoinsieme aventi $P < 2$ yr, mentre per tutti i pianeti con $P > 2$ yr essa diventasse

$$p_{tra,new} = p_{tra} \cdot \frac{2}{P}. \quad (4.8)$$

In questo modo, maggiore è il periodo orbitale del pianeta, meno probabile è rivelarlo con una base temporale dell’osservazione della durata di 2 anni.

Si è proceduto in modo analogo per il secondo sottoinsieme di sistemi, assumendo però questa volta una durata delle osservazioni di 3 mesi e quindi una probabilità di transito per $P > 0.25$ yr pari a:

$$p_{tra,new} = p_{tra} \cdot \frac{0.25}{P}. \quad (4.9)$$

Nel prossimo capitolo saranno illustrati gli effetti di queste selezioni sul campione stellare effettivamente osservabile da PLATO.

Capitolo 5

Risultati e conclusioni

Fondamentale risultato delle operazioni svolte sulla tabella di Perryman et al., (2014), esposte nel capitolo 4, è che la sommatoria di tutte le probabilità di transito (con $p_{tra,new}$ calcolate come in eq. 4.8 e 4.9) è pari a 0.998 per i pianeti nei campi long-duration e a 1.275 per i pianeti nei campi step-and-stare. Queste due somme danno un'indicazione statistica del numero di pianeti rivelati da Gaia che si stima di poter rivelare in ognuna delle due fasi osservative di PLATO: circa un pianeta nel caso long-duration e un altro pianeta nel caso step-and-stare. Chiaramente, data la scarsa sovrapposizione dei due metodi utilizzati da Gaia e PLATO, in particolar modo considerando che quasi tutti i pianeti a lungo periodo non transitano, ci si aspettava un numero di pianeti così piccolo. Con i dati ottenuti si può però analizzare l'andamento statistico di varie quantità del campione di Perryman et al., (2014), pesato con la probabilità di transito $p_{tra,new}$, in modo da capire i parametri planetari più probabili per queste ~ 2 possibili rivelazioni. Per tutti i pianeti il rumore fotometrico è stato limitato a 34 ppm da *counter*, perciò si può affermare che, per quanto riguarda il rapporto segnale-rumore, tutti questi pianeti sarebbero rivelabili da PLATO in quanto pianeti di raggio comparabile a quello di Giove: ci si aspetta che un pianeta di raggio $\sim 1 R_J$ attorno ad una stella di tipo solare, avente raggio $\sim 1 R_\odot$ mostri una profondità di transito di due o tre ordini di grandezza superiore alla soglia di rumore di 34 ppm. Innanzitutto osserviamo in che regioni del cielo è più probabile rivelare i pianeti secondo questo lavoro: la distribuzione dei pianeti in latitudine galattica (come si vede in figura 5.1) è abbastanza omogenea, fatta eccezione per una sovradensità di sorgenti nei campi step-and-stare a $b \approx -32^\circ$ dovuta probabilmente alla legge di scansione di Gaia. Come si può notare poi nelle figure 5.2 e 5.3, i pianeti nei campi long-duration sono rivelati in maggior numero attorno a stelle con colore $B - V$ basso, ovvero stelle più blu e più calde rispetto ai pianeti nei campi step-and-stare, ovvero stelle tendenzialmente più massicce e con una magnitudine in banda G mediamente minore rispetto al caso step-and-stare.

Questo fenomeno è in realtà un effetto di selezione: di tutto il catalogo iniziale, infatti, nel lavoro di Perryman et al. (2014) si sono selezionate solo le sorgenti rivelabili al di sopra di una data soglia di S/N con il metodo astrometrico. Considerando che nella fase step-and-stare vengono rivelati prevalentemente pianeti a corto periodo orbitale (e quindi a

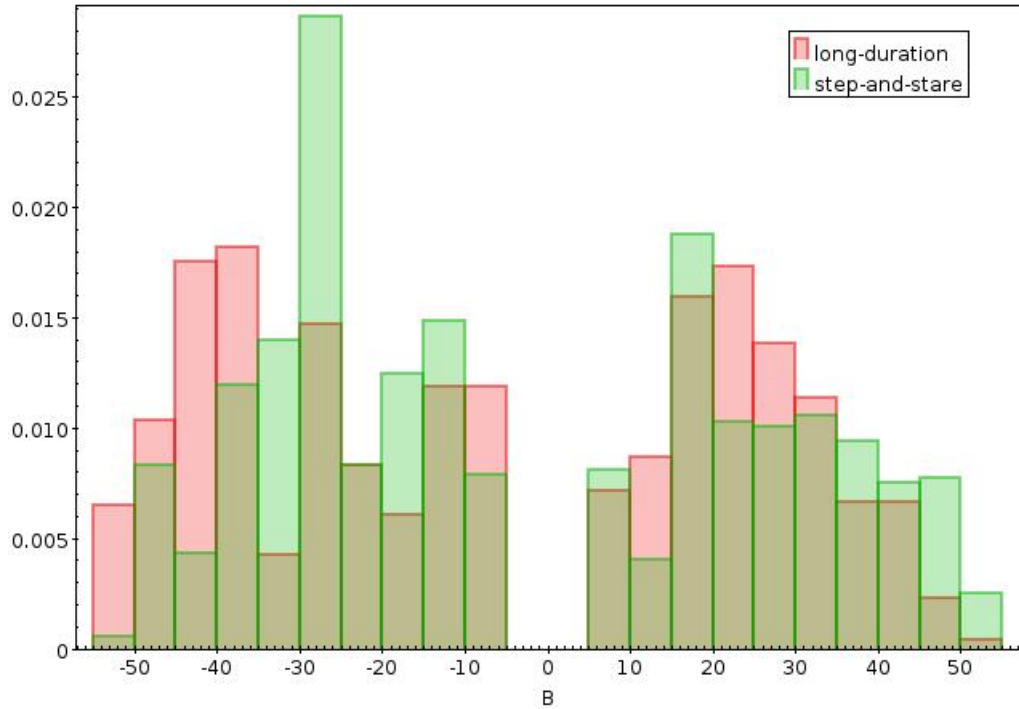


Figura 5.1: Distribuzione dei pianeti rispetto alla latitudine galattica. In verde i pianeti rivelabili nei campi step-and-stare, in rosso quelli rivelabili nei campi long-duration.

più piccolo semiasse maggiore), e ammettendo che non ci sia una correlazione tra periodo orbitale del pianeta e massa della stella (in prima approssimazione è vero), per ottenere un rapporto segnale-rumore $\frac{\alpha_a}{\sigma_{fov}} > 0.5$ con a_p tendenzialmente piccolo è necessario che anche la massa della stella sia più piccola. Masse stellari minori significano in generale stelle più fredde, ovvero più rosse: ecco perchè le stelle nei campi step-and-stare hanno valori di colore $B - V$ mediamente più alti. Appare inoltre ci sia, proprio per questo motivo, una tendenza delle stelle nei campi long-duration ad avere metallicità più alta, sintomo della maggiore incidenza di stelle più calde (F, A) tipicamente di popolazione I e quindi a maggiore metallicità rispetto ad una stella di tipo spettrale più avanzato (si veda figura 5.4). Per quanto riguarda invece la massa dei pianeti, la distribuzione visibile in figura 5.4 mostra come sia improbabile rivelare pianeti di massa inferiore a quella gioviana. Inoltre anche qui si osserva l'effetto di selezione dovuto al fatto che la lista di pianeti simulati utilizzata è costituita da sorgenti rivelabili da Gaia: a parità di massa stellare e periodo orbitale, pianeti di massa maggiore danno un segnale astrometrico più grande. Questo è molto più evidente nel caso step-and-stare, in cui le stelle, come detto sopra, tendono ad avere massa minore e quindi un maggior rapporto segnale-rumore astrometrico. Si può anche notare, nel secondo pannello della figura 5.3 e in tabella 5.1, che buona parte dei pianeti, specialmente nei campi long-duration (il 49% dei pianeti nei campi long-duration e il 43% nei campi step-and-stare), verrebbe rivelata attorno a stelle

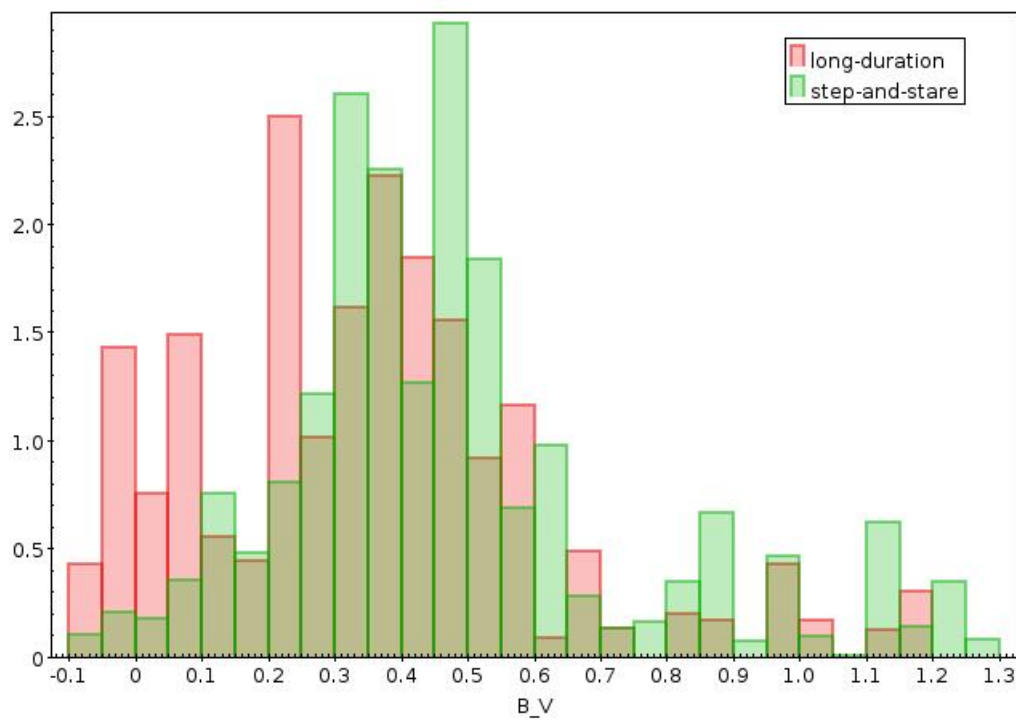
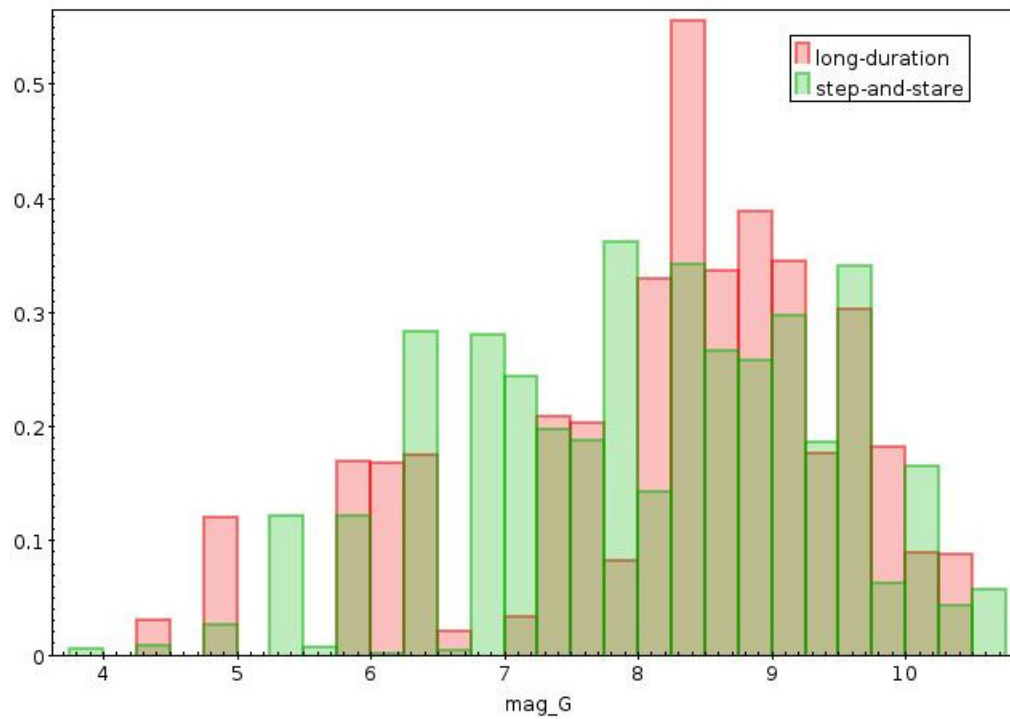


Figura 5.2: Distribuzione dei pianeti in funzione della magnitudine in banda G di Gaia (nel pannello in alto) e del colore $B - V$ (nel pannello in basso).

più calde rispetto ai tipi spettrali osservati da PLATO nel campione P1, ovvero più caldi del tipo spettrale F5 (limite segnato dalla retta rossa nell'istogramma 5.3). Sarebbe quindi interessante quantificare in modo più accurato la statistica di questi pianeti in modo da capire se sia utile includere nei campioni osservati da PLATO anche questo tipo di sorgenti.

Fase osservativa	Numero di sorgenti	$T_{eff} > 6600$	$T_{eff} < 6600$
<i>long-duration</i>	$N_{ld} = 359$ (18% N_{tot})	175 (49% N_{ld})	184 (41% N_{ld})
<i>step-and-stare</i>	$N_{ss} = 1606$ (82% N_{tot})	695 (43% N_{ss})	911 (57% N_{ss})
TOTALE:	$N_{tot} = 1965$	870 (44% N_{tot})	1095 (56% N_{tot})

Tabella 5.1: Numero e percentuale di pianeti potenzialmente rivelabili in fase long-duration e step-and-stare, aventi stelle più calde o più fredde di 6600 K (corrispondenti al tipo spettrale F5).

Come ci si aspettava, il numero di pianeti rivelati decresce all'aumentare del periodo orbitale e quindi anche del semiasse maggiore, come è visibile in figura 5.5. In tali istogrammi è anche visibile come la fase step-and-stare sia dominata da pianeti a corto periodo e quindi a corto semiasse maggiore: il risultato è perfettamente logico, considerando il più breve periodo di osservazione e la più grande area di cielo coperta dalla fase step-and-stare. Per quanto riguarda la distribuzione delle durate totali del transito dei pianeti (figura 5.6), calcolata ammettendo un parametro d'impatto $b = 0.5$ (come descritto nella sezione 4.2), si può vedere che il 67% dei pianeti, se transitasse, avrebbe una durata di transito inferiore a 50 ore.

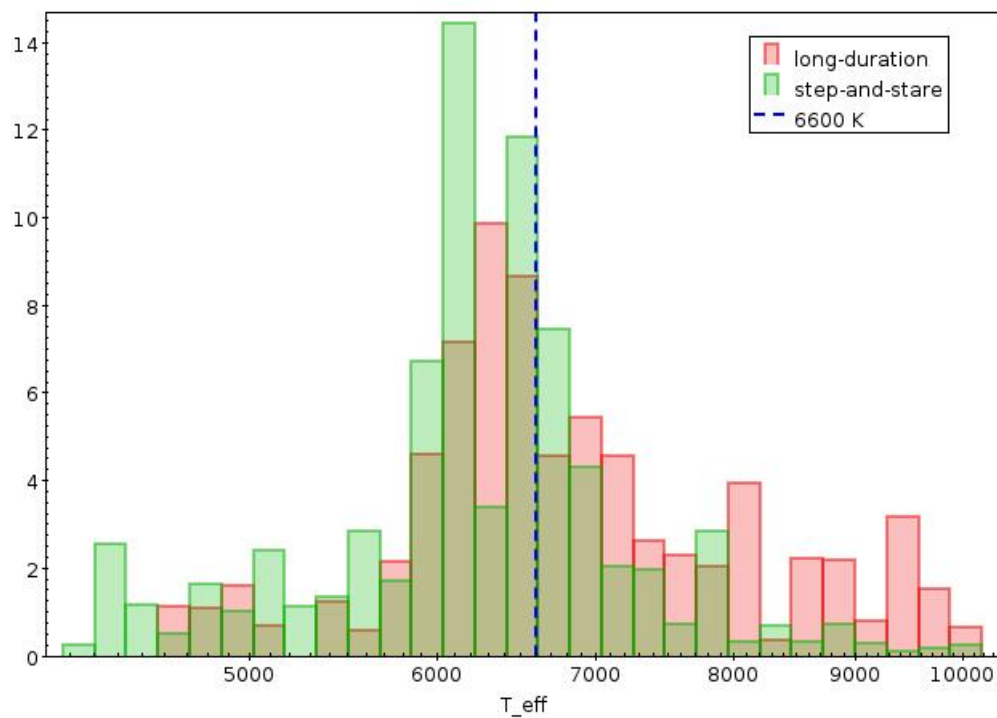
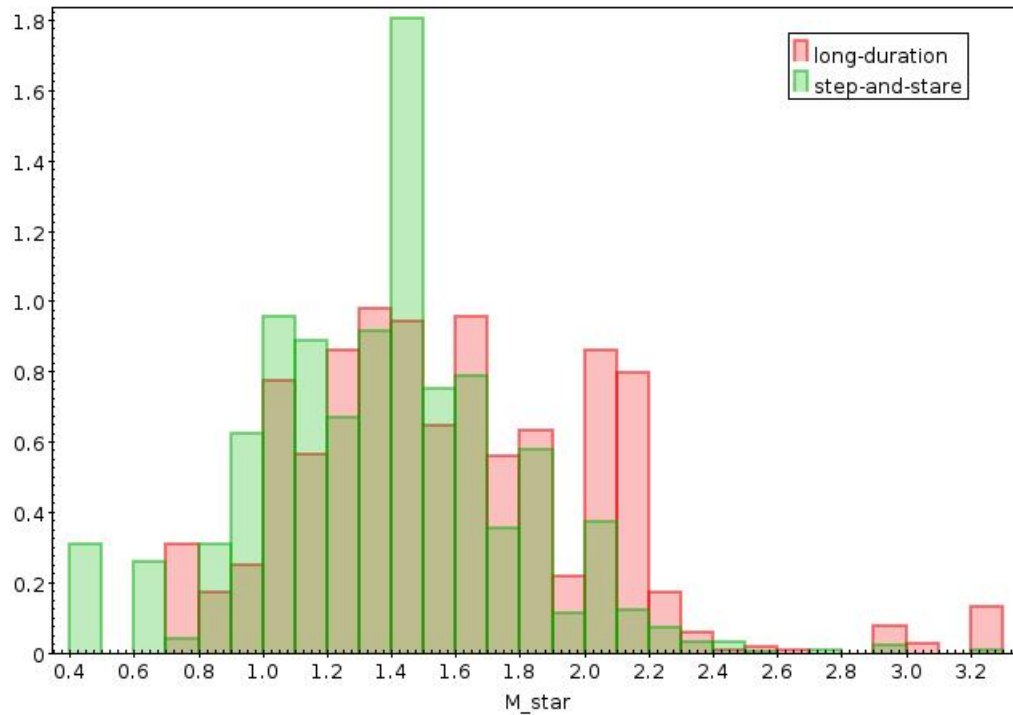


Figura 5.3: Distribuzione dei pianeti in funzione della della massa stellare in M_{\odot} (nel pannello in alto) e temperatura effettiva in K (nel pannello in basso). La linea tratteggiata blu segna la temperatura effettiva limite ($T_{\text{eff}} = 6510$ K) per le osservazioni di PLATO: alcuni dei pianeti rivelabili in fase long-duration orbitano stelle più calde del tipo spettrale F5.

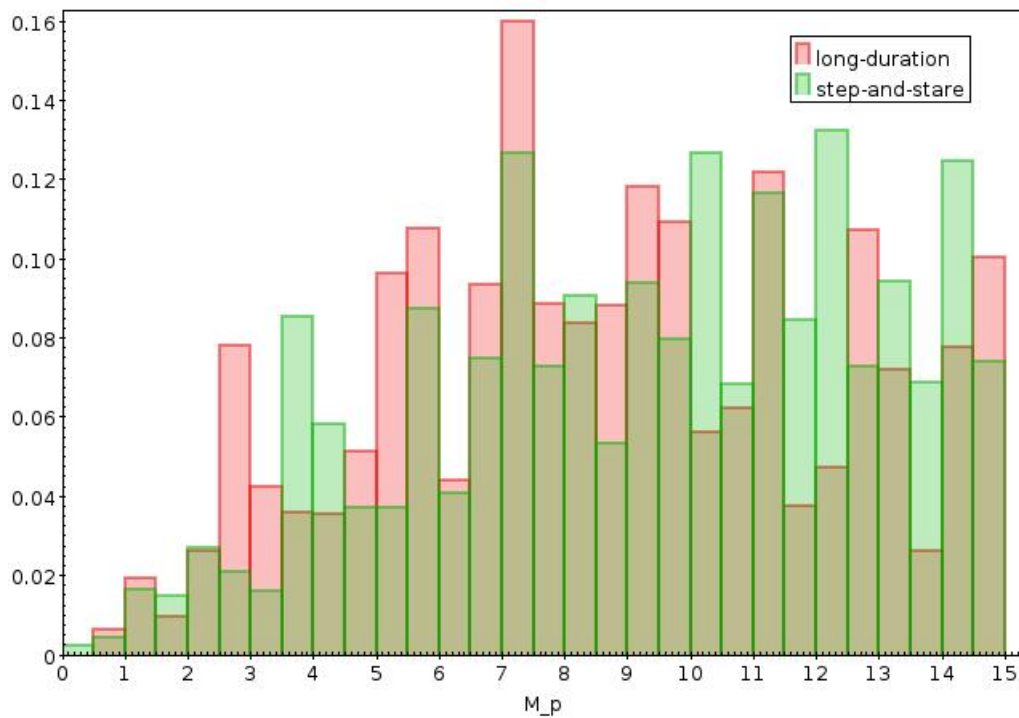
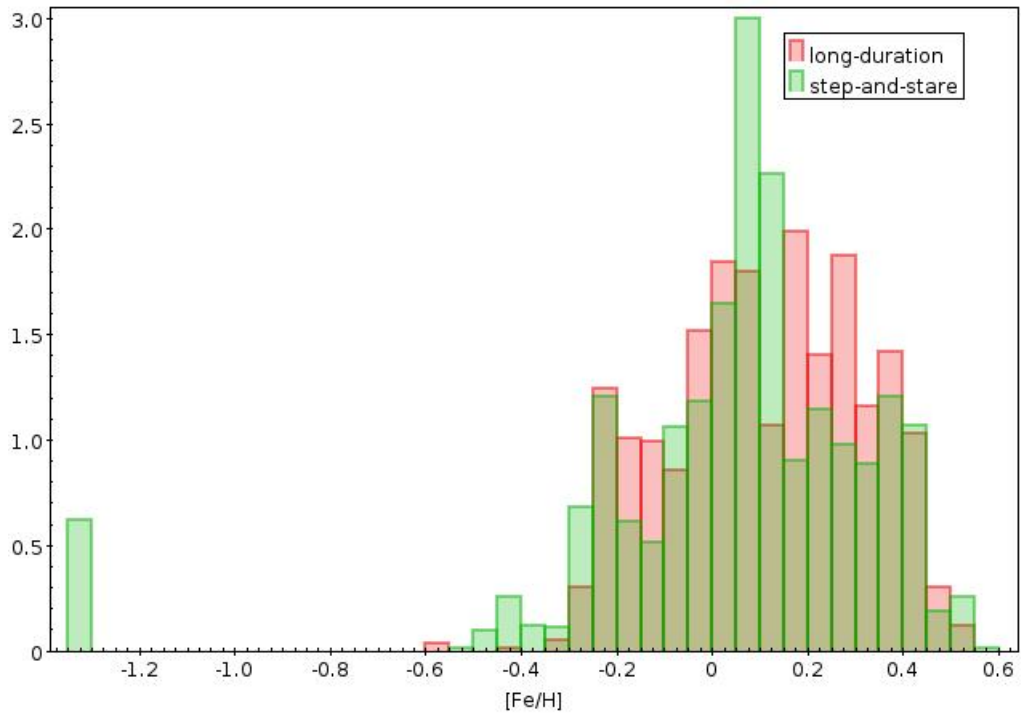


Figura 5.4: Distribuzione dei pianeti in funzione della metallicità $[\frac{Fe}{H}]$ (nel pannello in alto) e della massa planetaria in M_J (nel pannello in basso).

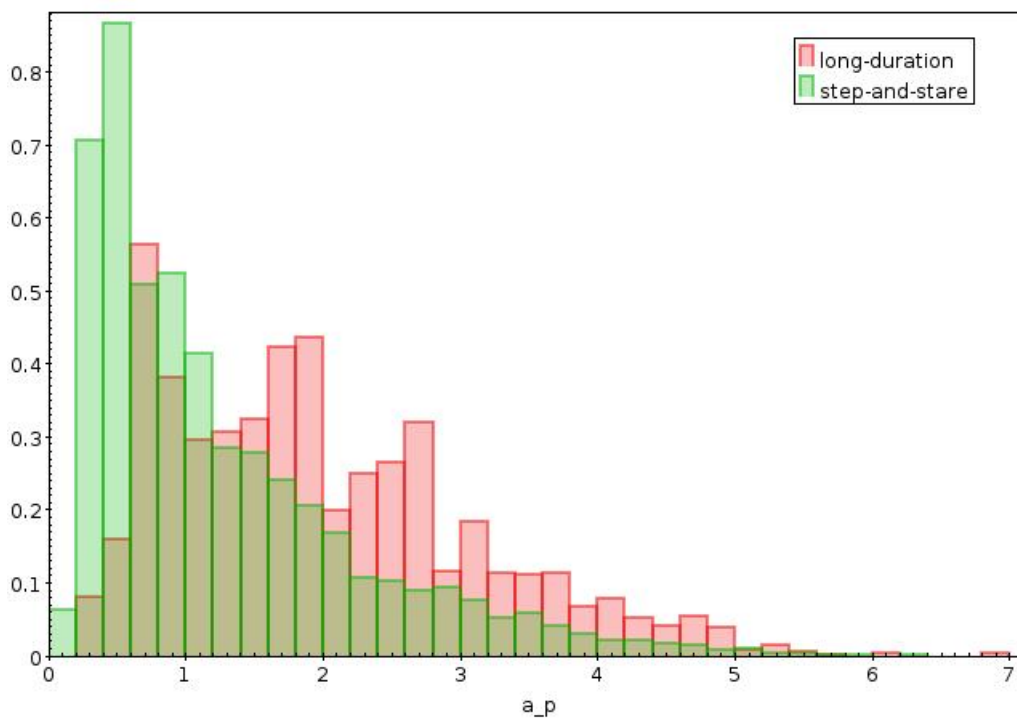
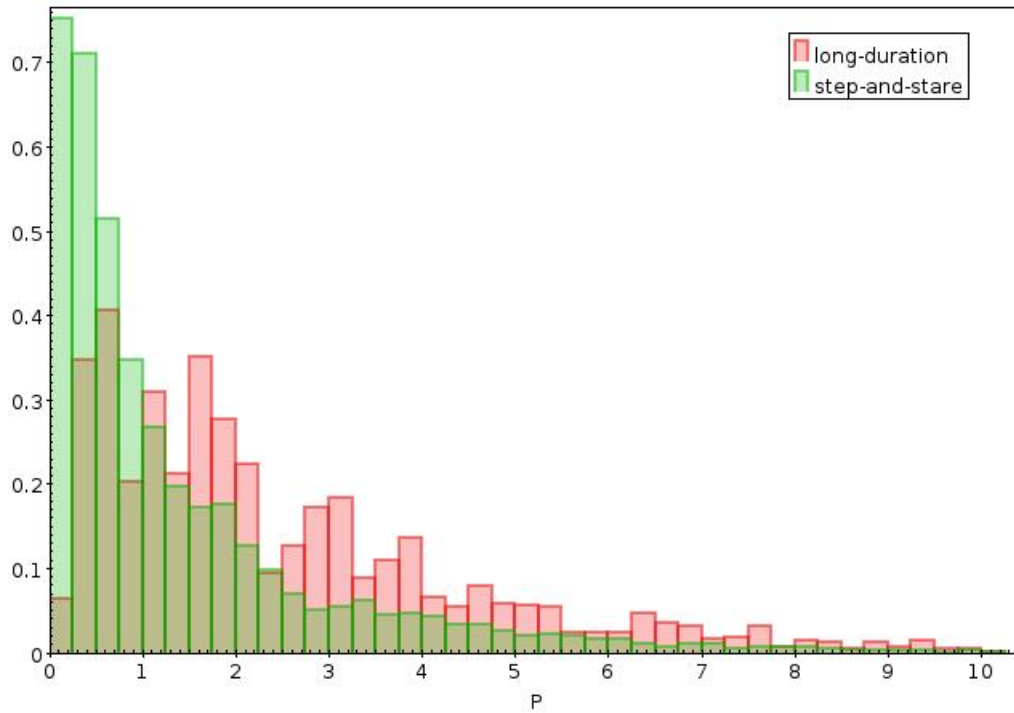


Figura 5.5: Distribuzione dei pianeti in funzione della del periodo orbitale (nel pannello in alto) e del semiasse maggiore (nel pannello in basso).

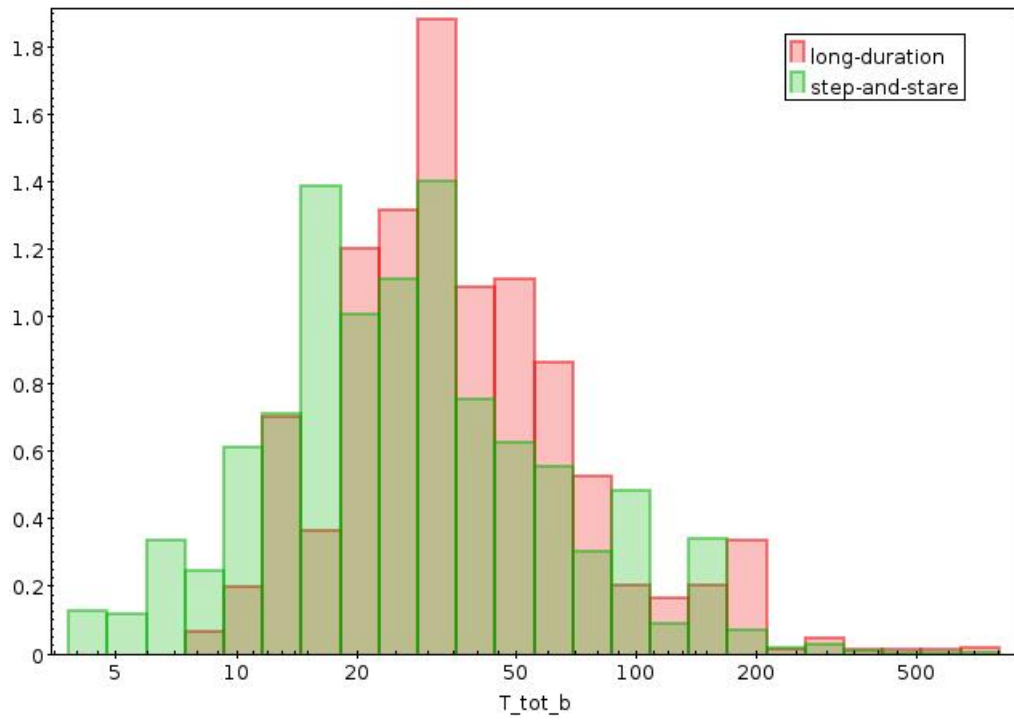


Figura 5.6: Distribuzione dei pianeti in funzione della durata del transito in ore, ammettendo che essi abbiano tutti parametro d'impatto $b = 0.5$ (ovvero il valore statisticamente più probabile).

Bibliografia

- Chabrier, G. (2003). «Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function». *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 115, pp. 763–795. DOI: 10.1086/376392. eprint: astro-ph/0304382.
- Cumming, A. et al. (2008). «The Keck Planet Search: Detectability and the Minimum Mass and Orbital Period Distribution of Extrasolar Planets». *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 120, p. 531. DOI: 10.1086/588487. arXiv: 0803.3357.
- Fressin, F. et al. (2013). «The False Positive Rate of Kepler and the Occurrence of Planets». *The Astrophysical Journal* 766, 81, p. 81. DOI: 10.1088/0004-637X/766/2/81. arXiv: 1301.0842 [astro-ph.EP].
- Gaia Collaboration et al. (2016). «The Gaia mission». *Astronomy & Astrophysics* 595, A1, A1. DOI: 10.1051/0004-6361/201629272. arXiv: 1609.04153 [astro-ph.IM].
- Girardi, L. et al. (2005). «Star counts in the Galaxy. Simulating from very deep to very shallow photometric surveys with the TRILEGAL code». *Astronomy & Astrophysics* 436, pp. 895–915. DOI: 10.1051/0004-6361:20042352. eprint: astro-ph/0504047.
- Girardi, L. et al. (2012). «TRILEGAL, a TRIdimensional modeL of thE GALaxy: Status and Future». *Astrophysics and Space Science Proceedings* 26, p. 165. DOI: 10.1007/978-3-642-18418-5_17.
- HARPS Team (2011). *HARPS User Manual*. Ver. 2.1. eprint: 3P6-MAN-ESO-90100-0005.
- Howard, A. W. et al. (2010). «The Occurrence and Mass Distribution of Close-in Super-Earths, Neptunes, and Jupiters». *Science* 330, p. 653. DOI: 10.1126/science.1194854. arXiv: 1011.0143 [astro-ph.EP].
- Johnson, J. A. et al. (2010). «Giant Planet Occurrence in the Stellar Mass-Metallicity Plane». *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 122, p. 905. DOI: 10.1086/655775. arXiv: 1005.3084 [astro-ph.EP].
- Kipping, D. M. (2013). «Parametrizing the exoplanet eccentricity distribution with the Beta distribution». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 434, pp. L51–L55. DOI: 10.1093/mnrasl/slt075. arXiv: 1306.4982 [astro-ph.EP].

- Montet, B. T. et al. (2014). «The TRENDS High-contrast Imaging Survey. IV. The Occurrence Rate of Giant Planets around M Dwarfs». *The Astrophysical Journal* 781, 28, p. 28. DOI: 10.1088/0004-637X/781/1/28. arXiv: 1307.5849 [astro-ph.EP].
- Perryman, M. et al. (2014). «Astrometric Exoplanet Detection with Gaia». *The Astrophysical Journal* 797, 14, p. 14. DOI: 10.1088/0004-637X/797/1/14. arXiv: 1411.1173 [astro-ph.EP].
- PLATO Definition Study Report* (2017). ESA, p. 139. eprint: ESA-SCI(2017)1. URL: <http://sci.esa.int/jump.cfm?oid=59252>.
- Williams, D. R. (2017). *Planetary Fact Sheet*. NASA. URL: <https://nssdc.gsfc.nasa.gov/planetary/factsheet/>.
- Winn, J. N. (2010). «Transits and Occultations». *ArXiv e-prints*. arXiv: 1001.2010 [astro-ph.EP].
- Wright, J. T. (2017). «Radial Velocities as an Exoplanet Discovery Method». *ArXiv e-prints*. arXiv: 1707.07983 [astro-ph.EP].