

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI NAPOLI
“FEDERICO II”



Scuola Politecnica e delle Scienze di Base

Area Didattica di Scienze Matematiche Fisiche e Naturali

Dipartimento di Fisica “Ettore Pancini”

Laurea Triennale in Fisica

Proprietà degli esopianeti: il metodo dei transiti

Relatori:

Prof. Giuseppe Longo

Candidato:

Alessandro D’Auria

Matr. N85000611

Anno Accademico 2019/2020

Indice

Introduzione	i
1 Metodi di rilevazione	1
1.1 Rilevazione diretta	2
1.2 Astrometria	2
1.3 Microlensing	4
1.4 Velocità Radiale	5
1.5 Transiti	7
1.5.1 Le cinque equazioni fondamentali	9
1.5.2 Parametri derivabili dagli osservabili	10
1.5.3 I cinque parametri	10
1.5.4 Equazioni semplificate	11
1.5.5 Approssimazioni sull'eccentricità	12
1.5.6 Oscuramento ai bordi	13
2 Problemi connessi con il metodo dei transiti	14
2.1 Sistemi stellari	14
2.2 Problematiche derivanti dall'attività stellare	16
3 Effetti di selezione	19
4 Proprietà degli esopianeti	24
4.1 Massa e raggio	24
4.2 Atmosfera	25
4.3 Formazione ed evoluzione degli esopianeti	26

Bibliografia	31
-------------------------------	-----------

Introduzione

Le domande dell'esistenza di altri mondi e della vita, così come la conosciamo, altrove che sulla nostra Terra, hanno sempre stuzzicato l'intelletto dell'uomo. Circa 2300 anni fa, il filosofo greco Epicuro rifletteva sull'esistenza di altri pianeti; nella sua Lettera a Erodoto scrive:

"(...) in verità, anche i mondi sono infiniti, tanto quelli simili a questo quanto quelli dissimili. E, infatti, gli atomi, essendo infiniti, come è stato appena dimostrato (...) non sono stati spesi tutti per un mondo solo o per un numero limitato di mondi (...) Perciò non c'è nulla che possa costituire impedimento alla infinità dei mondi...

Nel XVI secolo, Giordano bruno, nel suo *De l'infinito, universo e mondi* diceva:

...Ci sono innumerevoli Soli e innumerevoli terre tutte ruotanti attorno ai loro soli, esattamente allo stesso modo dei sette pianeti del nostro sistema. Noi vediamo solo i soli perché sono i corpi più grandi e luminosi e i loro pianeti rimangono a noi invisibili perché sono più piccoli e non luminosi. Gli innumerevoli mondi nell'universo non sono né peggio né meno abitati della nostra terra...

Chiunque si sarà chiesto almeno una volta nella vita se su un pianeta lontano in una galassia lontana un "extraterrestre" stesse guardando nella nostra direzione chiedendosi, come Fermi, "Dove sono tutti quanti?". Oggi siamo i primi esseri umani ad avere la prova scientifica dell'esistenza di altri pianeti lontani da noi.

Un pianeta extrasolare, o esopianeta, è un pianeta orbitante una stella al di fuori del nostro Sistema Solare. Ad oggi sono stati scoperti 4296 esopianeti, di cui circa 60 si trovano nella zona abitabile, cioè potenzialmente adatti ad ospitare la vita; purtroppo la certezza che questi pianeti possano ospitare realmente la vita richiederà ancora molti anni di innovazioni scientifiche e studi. Molti potrebbero chiedersi "Perché concentrarsi nello studio di questi pianeti che non raggiungeremo mai?", altri invece si avventurerebbero nello studio senza neanche dubitare dell'importanza di questa ricerca, magari solo per il piacere della conoscenza, oppure per il solo scopo di avvicinarsi alla "risposta alla domanda fondamentale sulla vita, l'universo e tutto quanto". Nel caso qualcuno volesse una ragione

che giustifichi gli sforzi fatti da innumerevoli scienziati per capire come funzioni il nostro universo, bisogna ricordare che studiando pianeti lontani o stelle lontane, simili alla nostra Terra o al nostro Sole, potremmo riuscire a ricavare informazioni utili su come si formino i pianeti, sulla loro evoluzione, su quali siano le condizioni adatte ad ospitare e far proliferare la vita e quindi capire da dove veniamo, e chissà, anche capire se abbiamo la possibilità di un piano B nel caso la Terra non fosse più in grado di ospitarci.

Lo scopo di questa tesi è quello di presentare le problematiche relative all'osservazione e alla rilevazione degli esopianeti e i progressi fatti in questo campo. In particolare ci si concentra sul metodo dei transiti, ampiamente adottato oggi.

Nella prima parte vengono presentati i principali metodi di rilevazione: il metodo dei transiti, delle velocità radiali, del *microlensing* e del rilevamento diretto. Segue una trattazione delle problematiche relative alla tecnica dei transiti riguardo i "falsi positivi" e relative alla scelta dei *target* dell'osservazione. Nell'ultimo capitolo vengono presentate le caratteristiche dei pianeti studiati con le varie tecniche ed i risultati ottenuti fino ad oggi.

Capitolo 1

Metodi di rilevazione

L'osservazione diretta di un esopianeta è estremamente difficoltosa dato il grande contrasto tra la luminosità della stella e quella del pianeta e data la loro scarsa separazione angolare. Ad esempio, se dovessimo osservare il Sistema Solare da una distanza di circa 5 anni luce, la separazione angolare tra Giove ed il Sole sarebbe di appena 1 arcosecondo con un Sole 10^9 volte più luminoso nel visibile. Sotto queste circostanze sarebbe impossibile distinguere Giove che sapparirebbe "annegato" nel bagliore (*glare*) solare. Visto che l'osservazione diretta di un pianeta extrasolare presentava non

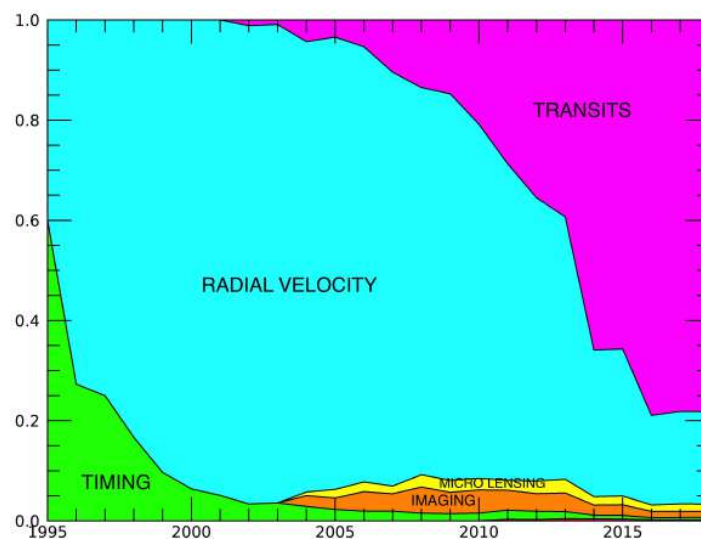


Figura 1.1: Il diagramma mostra l'andamento della percentuale di pianeti scoperti con diversi metodi nel corso degli anni.

poche difficoltà, sul finire del secolo scorso si capì che, forse, sarebbe stato possibile rilevarli in modo

indiretto studiando la loro influenza sul moto della stella intorno alla quale orbitano:

- Osservando la velocità radiale della stella quando il sistema stella – pianeta ruota intorno al centro di massa.
- Osservando il moto della stella rispetto alle stelle fisse (astrometria)

Inoltre, in seguito al miglioramento della precisione delle misure fotometriche, si capì che c'era anche la possibilità di rilevare il pianeta qualora esso fosse transitato avanti alla sua stella. In questa prima parte del lavoro riassumerò brevemente come questi ed altri metodi abbiano trovato pratica implementazione nell'ultimo ventennio.

1.1 Rilevazione diretta

Il primo metodo, ma anche il meno fruttuoso visto che ad oggi è servito a rilevare soltanto un centinaio di pianeti, è l'osservazione diretta. Il primo pianeta fu scoperto nel Luglio del 2004 usando il VLT (*Very Large Telescope*) durante un'osservazione della stella 2M1207, una nana bruna situata a circa 200 anni luce dalla Terra. La tecnica consiste nel catturare un'immagine dell'esopianeta direttamente, osservando la radiazione infrarossa riflessa dall'atmosfera di un pianeta. La ragione per la quale si guarda nell'infrarosso è che a queste frequenze il contrasto è più favorevole rispetto al visibile: in media, nell'infrarosso, una stella è circa 1 milione di volte più luminosa della luce riflessa dal pianeta, mentre ad altre lunghezze d'onda tale rapporto supera il miliardo. A causa delle ovvie difficoltà e dei limiti che questa tecnica presenta, è possibile soltanto trovare pianeti con raggio molto grande e che orbitano a grandi distanze dalla stella. Inoltre, questo metodo non è particolarmente utile nel cercare pianeti adatti a sostenere la vita, come la Terra, ma è possibile comunque osservare sistemi "simili" al nostro. Sono stati sviluppati vari metodi per aiutare l'osservazione tramite Direct Imaging per ottenere immagini più nitide e libere da disturbi. L'ultima straordinaria immagine di due esopianeti supergiganti è stata pubblicata il 22 Luglio del 2020.

1.2 Astrometria

Questa tecnica usa la precisa misurazione delle posizioni di una stella sulla sfera celeste dato che, con osservazioni prolungate nel tempo, le eventuali oscillazioni nel moto della stella (intorno al centro di massa) causate da un oggetto orbitante intorno ad essa possono essere rilevate. Queste misurazioni

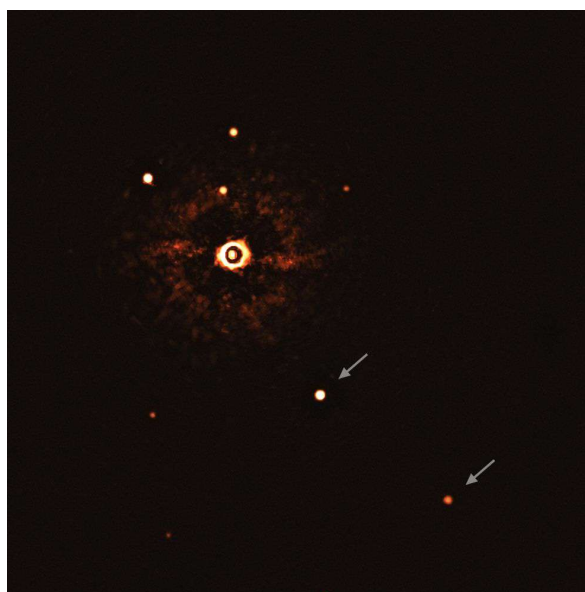


Figura 1.2: Questa immagine, ottenuta con lo strumento SPHERE installato sul VLT (Very Large Telescope) dell'ESO (European Southern Observatory), mostra la stella TYC 8998-760-1 accompagnata da due esopianeti giganti, TYC 8998-760-1b e TYC 8998-760-1c. Questa è la prima volta in cui gli astronomi riuscirono a osservare direttamente più di un pianeta in orbita intorno a una stella simile al Sole. I due pianeti sono visibili come punti luminosi al centro (TYC 8998-760-1b) e in basso e destra (TYC 8998-760-1c) nel riquadro e sono indicati da frecce. Sono visibili anche altri punti brillanti che corrispondono a stelle sullo sfondo. I ricercatori hanno distinto i pianeti dalle stelle di sfondo prendendo immagini diverse in tempi diversi. L'immagine è stata ottenuta bloccando la luce dalla giovane stella, un analogo solare (visibile nell'angolo in alto a sinistra) con un coronagrafo, che consente di rilevare i pianeti, che hanno una luce più debole. Gli anelli chiari e scuri che vediamo nell'immagine della stella sono artefatti dell'ottica. Crediti: ESO/Bohn et al.

possono essere usate sia per trovare la massa assoluta del pianeta che l'inclinazione del suo piano orbitale. La tecnica è però affetta da molti effetti di selezione e, quindi, è applicabile solo ai pochi pianeti che: i) sono sufficientemente massicci, ii) hanno un'orbita relativamente stretta e sono iii) relativamente vicini alla Terra (circa un raggio di qualche parsec) da riuscire a indurre oscillazioni misurabili nell'orbita della stella madre. Anche se la rilevazione di pianeti risulta estremamente difficile, questo metodo è in alcuni casi particolarmente favorevoli, usato nelle osservazioni *follow-up* di pianeti scoperti con altre tecniche al fine di raffinare i parametri orbitali.

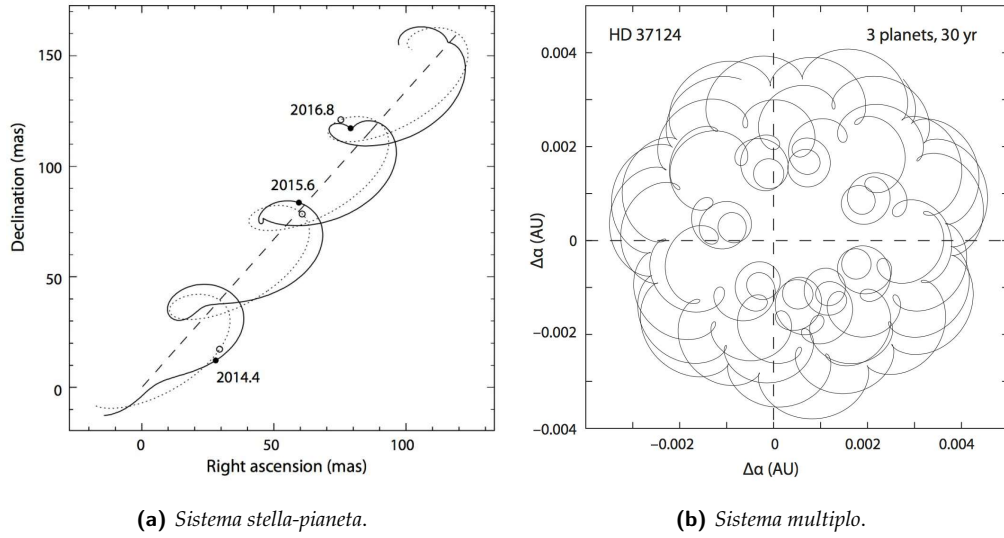


Figura 1.3: (a) Schema della traiettoria di una stella di massa solare distante 50 pc da noi, con un moto proprio di 50 marcsec per anno, con in orbita un pianeta di 15 masse Gioviene, con eccentricità 0,2, e un semiasse maggiore di 0,6 AU. La linea retta mostra la traiettoria del baricentro del sistema. La linea tratteggiata mostra gli effetti della parallasse. La linea continua mostra il movimento della stella come influenzato dal pianeta orbitante, gli effetti sono amplificati di 30 volte per migliorare la visibilità. (b) Con due o più pianeti orbitanti, il movimento della stella rispetto al baricentro è più complesso: la figura mostra la traiettoria del sistema con 3 pianeti HD37124 in un arco di 30 anni (Perryman, Schulze-Hartung, 2011)

1.3 Microlensing

Il campo gravitazionale generato da corpi particolarmente massicci è in grado di distorcere lo spaziotempo e causare la deflessione del cammino ottico di una radiazione elettromagnetica. Nel caso in esame, la luce proveniente da un oggetto distante (ad esempio una stella) detto **sorgente**, è deflessa dal campo gravitazionale di un'altra stella, detta **lente**. Tale lente crea immagini multiple e distorte dell'oggetto distante che possono essere focalizzate e di conseguenza amplificate. Tale fenomeno avviene solo quando due stelle sono perfettamente allineate rispetto all'osservatore ed è inoltre molto breve, con durate di pochi giorni o al massimo settimane, poiché le stelle e la Terra si muovono reciprocamente.

Per questo motivo le misurazioni non si possono ripetere perché non si può ritornare nello stesso allineamento casuale.

L'oggetto che crea la deflessione può essere anche un pianeta, ma essendo la sua massa molto più piccola di quella di una stella, l'evento sarà quasi impercettibile e di durata molto ridotta. L'evento

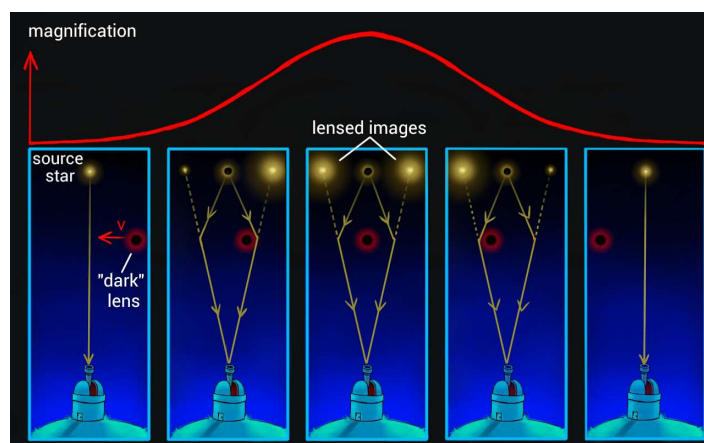


Figura 1.4: Schema di un microlensing causato da un oggetto molto massivo.

genera una curva di luce tipica, nota come curva di Paczynski, caratterizzata da un veloce aumento della luminosità e da un ritorno al valore iniziale dopo un rapido massimo.

Questa tecnica può aiutare a trovare anche pianeti di piccola massa o con orbite molto ampie che avrebbero periodi troppo lunghi per essere rivelati usando i metodi delle velocità radiali o del *transit*; resta però il problema del *follow-up*: la natura sostanzialmente casuale del fenomeno rende infatti pressoché impossibile ripetere le misure in epoche diverse.

1.4 Velocità Radiale

Questa tecnica è stata ed è uno dei principali metodi per la rivelazione indiretta di esopianeti dal 1995 (rilevazione del primo esopianeta con questa tecnica) fino al decennio scorso, ed è secondo solo al metodo del *transit* che, ad oggi, ha permesso la scoperta del maggior numero di sistemi.

Inizialmente proposta da Otto Struve nel 1952, la tecnica della velocità radiale si basa sull'osservazione che il moto orbitale di un pianeta di grande massa provoca l'oscillazione intorno al comune centro di massa della sua stella madre. Tale movimento della stella si riflette in variazioni della velocità radiale (la componente della velocità orbitale in direzione della linea di vista che congiunge l'osservatore e la stella in questione). Per effetto Doppler la frequenza del segnale luminoso risulterà decrescente per oggetti in allontanamento (*redshift*) e crescente per quelli in avvicinamento (*blueshift*). Questo metodo sfrutta quindi le variazioni che si osservano nella posizione delle righe spettrali della stella per dedurre la presenza di corpi orbitanti attorno ad esse. Gli spettri stellari mostrano infatti righe di assorbimento facilmente identificabili e, noto lo spostamento di una determinata linea spettrale

rispetto alla frequenza osservata in laboratorio, e trascurando gli effetti relativistici, si può dedurre la velocità radiale da

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c} \quad (1.1)$$

Nel caso l'inclinazione i del piano orbitale rispetto all'osservatore risulti non nulla allora possiamo scrivere:

$$K = V_* \sin i \quad (1.2)$$

Dove V_* è la velocità circolare della stella e K è l'ampiezza dell'oscillazione.

Ovviamente, nella pratica, le orbite non sono circolari e quindi va considerata anche l'eccentricità che complica notevolmente il problema. Partendo dal periodo dell'orbita facilmente calcolabile con la III legge di Keplero

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{GM'} a_*^3 \quad (1.3)$$

Dove

$$M' = \frac{M_p^3}{(M_* + M_p)^2} \quad (1.4)$$

Quindi la K diventa

$$K = \frac{2\pi}{P} \frac{a_* \sin i}{\sqrt{1-e^2}} \quad (1.5)$$

avendo indicato con e l'eccentricità dell'orbita. È possibile fornire un'espressione alternativa per K senza la scrittura esplicita di a_* , scrivendola come

$$K = \left(\frac{2\pi G}{P} \right)^{\frac{1}{3}} \frac{M_p \sin i}{(M_* + M_p)^{\frac{2}{3}}} \frac{1}{\sqrt{1-e^2}} \quad (1.6)$$

Si deve ricordare però che se almeno uno dei parametri risulta non misurabile direttamente, il metodo perde di valore potendoci fornire soltanto una relazione tra le proprietà del pianeta e quelle della stella madre: avendo tutto in funzione dell'angolo d'inclinazione si può stimare un limite inferiore della massa del pianeta che solo in un caso coincide con la reale massa, cioè quando ($i = 90^\circ$).

Altri limiti al metodo delle velocità radiali sono dovuti ai falsi segnali derivanti da sistemi con più stelle e pianeti o da altri effetti come i campi magnetici che possono alterare forma e posizione delle righe spettrali. Al riguardo è forse opportuno sottolineare che le misure richiedono la capacità di apprezzare velocità estremamente piccole, minori di 50 cm/s, corrispondenti a variazioni di lunghezza d'onda delle righe di emissione minori di una parte su 10^6 .

1.5 Transiti

Nel 1999 il metodo del transito (o *transit*) fu usato per la prima volta per confermare l'esistenza di un pianeta da poco scoperto con la tecnica delle velocità radiali: HD209548b (Charbonneau, Brown et al., 1999), orbitante intorno a una stella ad una distanza di 0,046 unità astronomiche con un periodo di 3,5 giorni ¹. Il metodo del transito consiste nella misura prolungata nel tempo del flusso

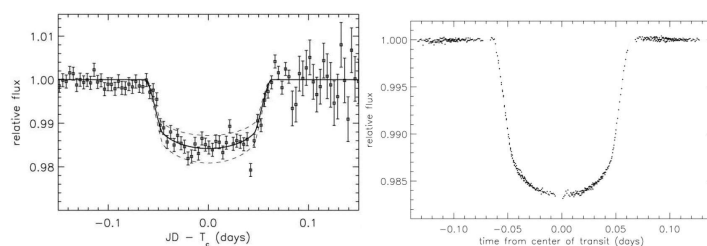


Figura 1.5: A sinistra: la curva di luce di HD209458, il primo transito mai osservato. (Charbonneau, Brown et al., 1999) A destra: lo stesso sistema osservato con HST/STIS, il più alto rapporto segnale/rumore osservato fino ad oggi. (Brown et al., 2001)

di radiazione proveniente dalla stella. Nel caso in cui il piano orbitale del sistema coincide con la direzione dell'osservatore, il moto orbitale dà luogo a periodiche eclissi (la stella passa dinanzi al pianeta) e occultazioni (il pianeta passa dinanzi alla stella). In entrambi i casi si registra una live variazione di luminosità apparente della stella.

Ovvaiamente, la maggior parte dei sistemi planetari non è osservabile con questa tecnica a causa dell'elevata inclinazione. Nei rari casi in cui l'inclinazione è prossima ai 90° lo studio delle clissi e delle occultazioni permette di ricavare il valore preciso dell'inclinazione, gli altri parametri dell'orbita del pianeta e stimarne anche il raggio. In una prima approssimata semplificazione, il transito può essere diviso in 4 "contatti":

1. Il primo contatto ha luogo quando i bordi dei due oggetti virtualmente si toccano e il disco del pianeta inizia a sovrapporsi alla *silhouette* della stella. L'intensità luminosa inizia a decrescere.
2. Il secondo contatto è quando il pianeta è entrato completamente nel disco stellare ed i bordi dei due dischi coincidono.
3. Il terzo contatto è il momento nel quale il pianeta inizia la sua "uscita" dal disco stellare e l'intensità luminosa inizia ad aumentare

¹Questa scoperta fu fatta usando un telescopio (STARE) dal diametro di 99 mm installato in un parcheggio alle spalle del NCAR (National Center of Atmospheric Research) Foothills Lab in Boulder negli Stati Uniti.

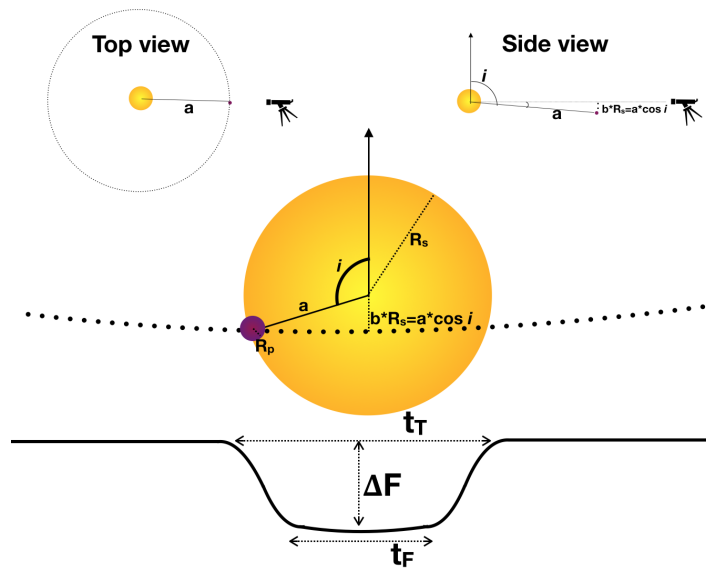


Figura 1.6: Schema di un transito.

4. Il quarto contatto è quando il pianeta è fuori dal disco e il flusso luminoso è il 100% di quello prima del transito

I vari contatti possono essere studiati usando le curve di luce, vale a dire l'andamento nel tempo del flusso misurato. Seager, Mallen-Ornelas (2003) forniscono un set di equazioni per ricavare i seguenti parametri: R_p / R_* il raggio del pianeta relativo al raggio della stella madre, a / R_* la distanza orbitale del pianeta relativa al raggio della stella, i l'angolo di inclinazione. Sotto approssimazioni che verranno fatte durante la dimostrazione delle equazioni, questi parametri possono essere derivati dai parametri noti dalle curve di luce (osservabili): P il periodo dell'orbita, k la profondità del transito, t_f la durata del transito quanto il disco planetario è completamente all'interno del disco della stella, e t_t la durata totale del transito.

Alcune ipotesi sono però necessarie per ricavare i parametri:

L'orbita è circolare. Questo è molto spesso vero per pianeti vicini alla loro stella madre, in quanto le forze di marea indotte dalla stella inducono il pianeta in un'orbita circolare.

L'intensità luminosa è uniforme lungo tutto il disco stellare, cioè non verrà preso in considerazione l'oscuramento ai bordi (vero ad alte lunghezze d'onda $\simeq 806 \pm 149 \text{ nm}$) durante la prima parte delle dimostrazioni.

Il pianeta non brilla di luce propria, cioè il pianeta è considerato "scuro" rispetto alla stella.

La stella madre è l'unica fonte luminosa. La luce che arriva dalla stella non è contaminata da altre fonti di luce vicine a essa (ad esempio stelle presenti nel campo visivo) e non sono presenti oggetti nello sfondo che possono creare disturbi al segnale in arrivo.

1.5.1 Le cinque equazioni fondamentali

Ci sono cinque equazioni fondamentali che descrivono la curva di luce: tre descrivono la geometria del transito che unite alle altre due rimanenti ci forniscono una soluzione unica.

La profondità del transito δ si definisce come:

$$\delta = \frac{L_{\star} - L_{\star, \text{transito}}}{L_{\star}}$$

dove $L_{\star}$ è la luminosità della stella, ed $L_{\star, \text{transito}}$ è la luminosità osservata durante il transito.

È noto che

$$L_{\star} = \pi R_{\star}^2 F_{\star} \qquad L_{\star, \text{transito}} = L_{\star} - \pi R_p^2 F_{\star}$$

dove $R_{\star}$ e $F_{\star}$ sono il raggio stellare e il flusso stellare per unità di superficie, e R_p è il raggio del pianeta; allora la profondità del transito si può scrivere come

$$\delta = \left(\frac{R_p}{R_{\star}} \right)^2 \quad (1.7)$$

La forma del transito si descrive mettendo in relazione la durata che intercorre tra il secondo e il terzo contatto t_F , e la durata totale del transito t_T come segue

$$\left[\frac{\sin(t_F \pi / P)}{\sin(t_T \pi / P)} \right]^2 = \frac{[1 - R_p / R_{\star}]^2 - [a / R_{\star} \cos i]^2}{[1 + R_p / R_{\star}]^2 - [a / R_{\star} \cos i]^2} \quad (1.8)$$

La durata totale del transito t_T (Sackett, 1999)

$$t_T = \frac{P}{\pi} \arcsin \frac{R_{\star}}{a} \frac{\sqrt{[1 + R_p / R_{\star}]^2 - [a / R_{\star} \cos i]^2}}{\sin i} \quad (1.9)$$

La terza legge di Keplero

$$\frac{P^2}{4\pi^2} = \frac{a^3}{G(M_{\star} + M_p)} \quad (1.10)$$

La relazione tra la massa della stella $M_{\star}$ e il raggio della stella $R_{\star}$

$$R_{\star} = k M_{\star}^x \quad (1.11)$$

dove k è una costante di ogni tipo di stella (stelle della sequenza principale, giganti rosse, etc...) e x descrive la legge di potenza della sequenza (ad esempio $x \approx 0,8$ per stelle di tipo F-K della sequenza principale; Cox, 2000).

1.5.2 Parametri derivabili dagli osservabili

Ci sono combinazioni dei parametri che si vogliono studiare derivanti direttamente dagli osservabili δ, t_T, t_F , e P .

Dalle equazioni (1.8) e (1.7) il parametro di impatto b (distanza tra il centro della stella e il pianeta proiettata sull'asse verticale) si può ricavare partendo dalla curva di luce come segue

$$b \equiv \frac{a}{R_\star} \cos i = \sqrt{\frac{(1 - \sqrt{\delta})^2 - [\sin^2(t_F \pi / P) / \sin^2(t_T \pi / P)](1 + \sqrt{\delta})^2}{1 - [\sin^2(t_F \pi / P) / \sin^2(t_T \pi / P)]}} \quad (1.12)$$

La relazione $a/R_\star$ si ricava dalla (1.9)

$$\frac{a}{R_\star} = \sqrt{\frac{(1 - \sqrt{\delta})^2 - b^2[1 - \sin^2(t_T \pi / P)]}{\sin^2(t_T \pi / P)}} \quad (1.13)$$

Usando la terza legge di Keplero (1.10) sotto l'approssimazione di $M_p \ll M_\star$, e l'equazione (1.13), la densità stellare $\rho_\star$ può essere ricavata nel seguente modo

$$\rho_\star \equiv \frac{M_\star}{R_\star^3} = \frac{4\pi^2}{P^2 G} \left(\frac{(1 + \sqrt{\delta})^2 - b^2[1 - \sin^2(t_T \pi / P)]}{\sin^2(t_T \pi / P)} \right)^{3/2} \quad (1.14)$$

Questa densità può essere scritta anche in relazione alla densità del pianeta ρ_p nel scrivendo

$$\frac{4\pi^2}{G} = \frac{365,25^2 \text{ giorni}^2}{215^3} \frac{M_p}{R_p^3}$$

1.5.3 I cinque parametri

I cinque parametri $R_\star, M_\star, i, a$ e R_p possono essere derivati dalle precedenti relazioni aggiungendo un'altra equazione: la relazione tra la massa e il raggio della stella (1.11).

Per calcolare $M_\star$ si considerano le equazioni (1.14) e (1.11) riscritta nella forma

$$\frac{\rho_\star}{\rho_p} \equiv \frac{M_\star}{M_p} \left(\frac{R_\star}{R_p} \right)^{-3} = \left(\frac{M_\star}{M_p} \right)^{1-3x} \frac{1}{k^3}$$

per scrivere

$$\frac{M_\star}{M_p} = \left(k^3 \frac{\rho_\star}{\rho_p} \right)^{1/(1-3x)} \quad (1.15)$$

Il raggio della stella può essere ricavato da (1.15), (1.11) e (1.14)

$$\frac{R_\star}{R_p} = k \left(\frac{M_\star}{M_p} \right)^x = \left(k^{1/x} \frac{\rho_\star}{\rho_p} \right)^{x/(1-3x)} \quad (1.16)$$

Usando la terza legge di Keplero (1.10), e sotto l'approssimazione che $M_p \ll M_*$, la distanza orbitale a può essere derivata e scritta come

$$a = \left(\frac{P^2 G M_*}{4\pi^2} \right)^{1/3} \quad (1.17)$$

Dalla definizione di b (1.12), l'angolo di inclinazione i può essere ricavato come

$$i = \arccos \left(b \frac{R_*}{a} \right) \quad (1.18)$$

L'ultimo parametro è il raggio del pianeta che può essere scritto come

$$\frac{R_p}{R_*} = \frac{R_*}{R_p} \sqrt{\delta} = \left(k^{1/x} \frac{\rho_*}{\rho_p} \right)^{x/(1-3x)} \sqrt{\delta} \quad (1.19)$$

1.5.4 Equazioni semplificate

Le equazioni che descrivono i parametri possono essere semplificate assumendo che $R_* \ll a$: questo equivale a dire che $t_T \pi / P \ll 1$ (dall'equazione (1.13)) e di conseguenza che $\cos i \ll 1$ (dall'equazione (1.18)).

Partendo dalla (1.8) e, ricordando che per angoli x molto piccoli $\sin x \approx x$, l'equazione (1.8) diventa indipendente da P e si può riscrivere come

$$\left(\frac{t_F}{t_T} \right)^2 = \frac{[1 - R_p/R_*]^2 - [a/R_* \cos i]^2}{[1 + R_p/R_*]^2 - [a/R_* \cos i]^2} \quad (1.20)$$

Per un'inclinazione molto piccola $\cos i \ll 1$, ricordando che per angoli piccoli $\arcsin x \approx x$ allora la durata del transito (1.9) si può semplificare come

$$t_T = \frac{P R_*}{\pi a} \sqrt{\left(1 + \frac{R_p}{R_*} \right)^2 - \left(\frac{a}{R_*} \cos i \right)^2} \quad (1.21)$$

Sotto le precedenti approssimazioni si può semplificare il parametro d'impatto b (1.12) diventa

$$b = \sqrt{\frac{(1 - \sqrt{\delta})^2 - (t_F/t_T)^2 (1 + \sqrt{\delta})^2}{1 - (t_F/t_T)^2}} \quad (1.22)$$

Il rapporto a/R_* (1.13) diventa

$$\frac{a}{R_*} = \frac{2P}{\pi} \frac{\delta^{1/4}}{\sqrt{t_T^2 - t_F^2}} \quad (1.23)$$

e la densità stellare (1.23), si riscrive

$$\rho_* = \frac{32P}{G\pi} \frac{\delta^{3/4}}{(t_T^2 - t_F^2)^{3/2}} \quad (1.24)$$

C'è da ricordare che ρ_* può essere messa in relazione con ρ_p con P, t_F, t_T scritti in giorni, sostituendo

$$\frac{32}{G\pi} = 3,46 \cdot 10^{-3} \text{ giorni}^2 \frac{M_p^3}{R_p}$$

Nel caso in cui si volesse trovare il periodo dell'orbita P , se la massa e il raggio della stella sono noti, dall'equazione (1.14) si può ricavare il periodo dell'orbita del pianeta partendo da

$$P = \sqrt{\frac{R_*^3}{M_*} \frac{4\pi^2}{G} \left(\frac{(1 + \sqrt{\delta})^2 - b^2[1 - \sin^2(t_T\pi/P)]}{\sin^2(t_T\pi/P)} \right)^{3/2}} \quad (1.25)$$

Anche in questo caso si può semplificare P sotto l'approssimazione $a \gg R_*, M_p \ll M_*$, usando la terza legge di Keplero e l'equazione (1.24)

$$P = \frac{M_*}{R_*^3} \frac{G\pi}{32} \frac{(t_T^2 - t_F^2)^{3/2}}{\delta^{3/4}} \quad (1.26)$$

1.5.5 Approssimazioni sull'eccentricità

Data l'alta probabilità di rilevare un transito di bassa durata, e cioè di pianeti molto vicini alla loro stella madre, le cui orbite sono circolarizzate dagli effetti mareali, è lecito considerare circolari le orbite di questi pianeti, ma in alcuni casi l'eccentricità e può essere anche maggiore di 0,1 e, quindi, non può essere trascurata. Inoltre, dato che, con il tempo, la base temporale delle osservazioni si sta allungando, diviene sempre più comune rivelare transiti legati a pianeti con lunghi periodi orbitali e, quindi, pressoché immuni dall'effetto delle maree. Se si tiene conto dell'eccentricità, le caratteristiche del transito dipendono dalla posizione che il pianeta occupa durante la sua orbita. La durata del transit in un'orbita con eccentricità e può essere descritta come (Tingley, Sackett, 2005)

$$t_T = 2\sqrt{1 - \frac{(\alpha \cos i)^2}{(R_* + R_p)^2}} \left(R_* + R_p \right) \frac{\sqrt{1 - e^2}}{1 + e \cos \phi} \left(\frac{P}{2\pi GM} \right)^{1/3} \quad (1.27)$$

dove G è la costante gravitazionale, α la distanza stella - pianeta nel momento del transito, e ϕ l'angolo di fase.

Anche le eclissi successive saranno diverse a causa dell'eccentricità. Se $t_1 - t_2$ è l'intervallo tra la prima e la seconda eclisse allora si può approssimare lo sfasamento con (Charbonneau, LE Allen et al., 2005)

$$\frac{\pi}{2P} (t_1 - t_2 - P/2) \simeq e \cos \omega \quad (1.28)$$

dove ω è la distanza pianeta-stella al periapside². In teoria, dall'equazione (1.28) si potrebbe ottenere un valore dell'eccentricità e nel caso esista già una misura indipendente di ω , tuttavia, nella pratica,

²Nell'orbita ellittica descritta da un corpo celeste ruotante attorno a un altro corpo, il punto che ha la minima distanza dal centro di massa.

gli errori nella misurazione della durata e dell'inizio del transito secondario³ sono molto elevati per essere utilizzati nel calcolo preciso dell'eccentricità. Il miglior modo di imporre vincoli sull'eccentricità è quello di unire tutti i dati relativi alla geometria dell'orbita, come non solo le durate dei vari transiti come descritto in precedenza, ma anche le velocità radiali e il numero di transiti osservati.

1.5.6 Oscuramento ai bordi

Un dato che è stato trascurato nella derivazione delle relazioni precedenti è l'oscuramento ai bordi (*Limb darkening*)⁴.

Ci sono varie leggi che regolano l'oscuramento ai bordi per descrivere la variazione di luminosità lungo il disco, e quale di esse utilizzare dipende dal rapporto segnale/rumore (S/N) del transito, e dal tipo di stella. Mandel, Agol (2002) forniscono una lista di funzioni analitiche per modellare le curve di luce del transito nel caso in cui si debba tener conto dell'oscuramento ai bordi. Le funzioni dipendono dal raggio del pianeta osservato, relativo a quello della stella e dalla posizione del pianeta lungo il disco stellare.

³Il momento in cui il pianeta passa dietro alla stella.

⁴Il fenomeno del limb darkening è legato al fatto che le atmosfere stellari sono involucri gassosi. La profondità ottica da cui provengono i fotoni osservati corrisponde a profondità (fisiche) e quindi temperature diverse: per questo motivo, i dischi stellari appaiono essere più luminosi al centro che ai bordi.

Capitolo 2

Problemi connessi con il metodo dei transiti

La rilevazione e la caratterizzazione degli esopianeti con il metodo dei transiti è affetta da numerosi effetti di selezione ed errori sistematici.

2.1 Sistemi stellari

Alcuni sistemi stellari doppi o multipli possono “imitare” un transito di un pianeta e dare un falso allarme.

Compagne di piccola massa. Nane brune e pianeti giganti gassosi hanno dimensioni simili, quindi anche simili profondità di transito nelle curve di luce. Se sufficientemente piccole e abbastanza distanti dalla stella principale per non essere distorte da effetti di marea e da effetti di riflessione della luce, le nane brune possono produrre curve di luci simili a quelle risultanti dal transito di un pianeta. Due esempi di stelle delle dimensioni di un pianeta sono OGLE-TR-122 e OGLE-TR-123 (Pont, Melo et al., 2005). Fortunatamente questi oggetti hanno masse diverse e possono essere caratterizzati grazie al metodo delle velocità radiali, osservando le variazioni della stella madre per derivare la massa dell’oggetto orbitante (o meglio il rapporto tra le masse).

Stelle binarie possono produrre falsi allarmi poiché, in presenza di orbite con piano orbitale non perfettamente allineato con l’osservatore, può capitare che solo un pezzo del disco della stella “orbitante” oscuri quello della stella “madre” facendo sì che il transito non sia particolarmente

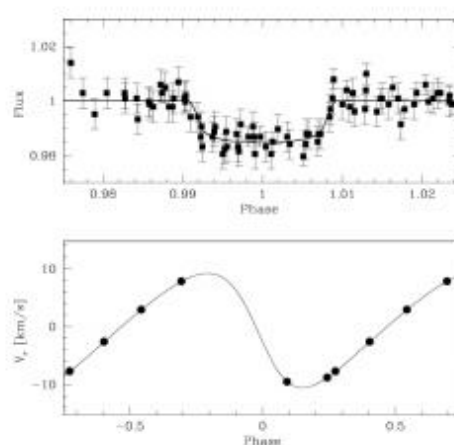


Figura 2.1: Curva di luce e velocità radiale di OGLE-TR-122, uno dei candidati per il *transit*. La curva fotometrica imita con precisione il transit di un pianeta di fronte alla propria stella madre, la curva ottenuta con l'effetto Doppler mostra che la massa dell'altro oggetto orbitante non è compatibile con il nostro scenario: è una nana bruna di classe M.

profondo e che, quindi, la curva di luce osservata possa essere erroneamente considerata quella di un pianeta. Questi eventi possono essere però essere identificati analizzando l'andamento della curva di luce (Figura 2.2) in quanto le stelle binarie presentano una curva di luce con minimi di forma simile a una "V" (Drake, 2003) al contrario di quelle di un transit planetario che, invece, hanno forme più arrotondate (ad "U") a causa dell'oscuramento ai bordi e dal rapporto dei raggi degli oggetti coinvolti.

La fotometria multibanda¹ fornisce anche indizi utili (Tingley, 2004), in quanto il transit di un pianeta è quasi *colour independent* (il pianeta non brilla di luce propria ed è "scuro" rispetto alla stella madre), mentre i transiti stellari sono *colour dependent* e hanno profondità diverse se osservati a diverse lunghezze d'onda.

Sistemi di stelle triple La maggior parte delle stelle della Galassia fa parte di sistemi doppi o multipli (fino a 8 componenti). Nel caso ci si trovi di fronte ad una stella binaria a eclisse² con una terza stella associata al sistema (figura 2.3 c) o ancora sistemi di stelle tripli allineati sul piano di vista, le curve di luce osservate possono imitare quella di un transit planetario in quanto la terza stella del sistema può in qualche modo influenzare la profondità del transit creando rumore al

¹Cioè l'osservazione della curva di luce attraverso due o più filtri centrati su lunghezze d'onda diverse.

²Una stella binaria il cui piano orbitale è quasi parallelo alla linea di vista dell'osservatore sicché le due componenti si eclissano a vicenda

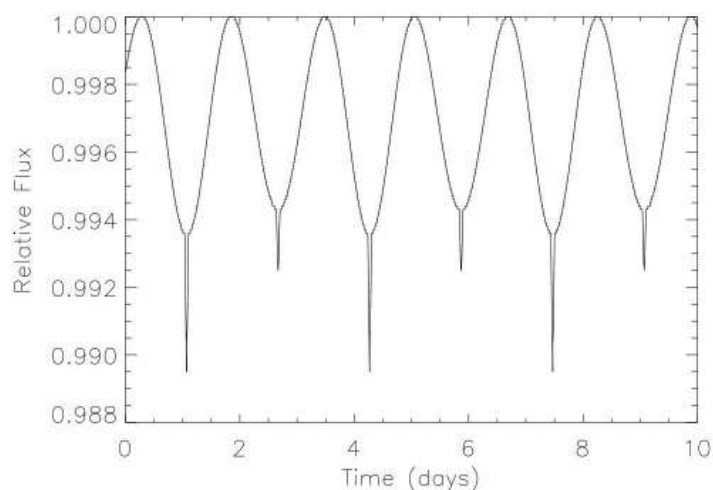


Figura 2.2: La curva di luce di una stella doppia mostra un andamento sinusoidale in addizione all'occultazione, dato dall'effetto delle maree. Il caso qui mostrato corrisponde ad un rapporto tra le masse delle stelle di 0,8 e di un periodo di 3 giorni. Questa caratteristica del grafico può aiutare a distinguere stelle doppie da un transito planetario.

segnare in arrivo (si ricorda di aver assunto che la luce proveniente dalla stella madre non fosse influenzata da nessun'altra fonte di luce intorno ad essa). Un esempio è OGLE-TR-33 (Torres et al., 2004).

Anche questo caso può essere identificato rilevando una doppia punta nella curva di luce se si correla lo spettro del suddetto sistema con un modello di spettro stellare, oppure usando un *imaging* ad alta risoluzione per risolvere il problema del *blend* luminoso venutosi a creare, così da distinguere le varie fonti luminose. (Seager, Mallen-Ornelas, 2003)

2.2 Problematiche derivanti dall'attività stellare

La luminosità del disco stellare in genere non è costante ma può variare in modo analogo a ciò che accade al Sole nel corso del suo ciclo di attività. I fattori sono molteplici.

Campo magnetico variabile, cioè la variazione dell'intensità del campo è la causa più importante che contribuisce alla variabilità dell'attività stellare. Il campo magnetico è generato dall'effetto dinamo, un processo nel quale le linee di campo vengono "stirate" a causa della rotazione differenziale delle varie parti della stella (una diversa velocità di rotazione, ad esempio partendo dal nucleo fino ad arrivare agli strati esterni della stella). La rotazione differenziale causa anche

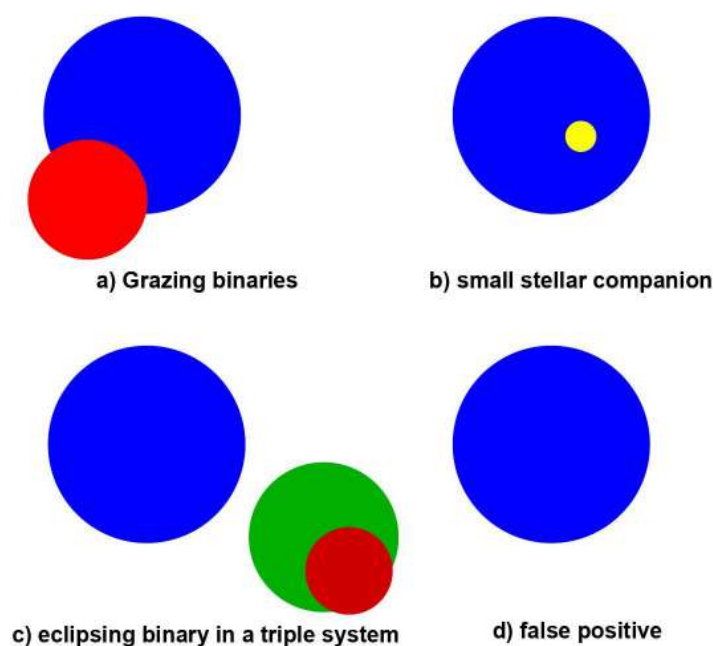


Figura 2.3: Schematizzazione dei falsi positivi

la rottura delle linee di campo (o una loro variazione importante) permettendo al materiale intrappolato sotto di esse (ad esempio particelle cariche), di emergere dalla superficie stellare creando così un vortice di materiale caldo verso l'esterno, e di materiale "freddo", presente precedentemente sulla superficie, verso l'interno. Le regioni dove il materiale caldo emerge sono più luminose e vengono chiamate *plages*, e le regioni dove il materiale più "freddo" affonda nella superficie stellare vengono chiamate **macchie**. Ruotando, la stella fa sì che le macchie appaiano e scompaiano, variando così la luminosità della stella in determinate regioni. Solitamente questi fenomeni avvengono con periodicità nell'arco di anni (undici anni per il Sole) ma può succedere che questi fenomeni portino ad una erronea lettura dei dati nel caso la curva di luce ottenuta dall'osservazione sia simile a quella di un transito planetario.

La granulazione al contrario del campo magnetico, è un processo che avviene in ordini di tempi molto più piccoli (ore) e anch'essa contribuisce alla variazione della luminosità della stella.

Pulsazioni . Nelle stelle si può osservare una propagazione di onde sonore rilevabili nella fotosfera. Questo processo può essere causa della variabilità stellare ad alte frequenze (anche nell'ordine di poche decine di minuti o ore).

L'attività stellare dipende dall'età della stella, dal tipo di stella, e dalla sua massa. Questa di-

pendenza deriva dalla struttura interna della stella e dalla presenza o meno di una zona esterna convettiva: stelle con una zona convettiva piccola (ad esempio stelle massicce che emettono più flusso) mostrano un minor grado di attività.

In prima e rozza approssimazione, la dipendenza dall'età della stella può essere spiegata partendo dalla velocità differenziale di rotazione tra il nucleo e la zona convettiva (o radiativa), cioè il meccanismo dal quale nasce il campo magnetico della stella; inoltre si è studiato che stelle caratterizzate da una velocità di rotazione elevata mostrano segni di un'attività stellare maggiore: particolare attenzione quindi alle stelle giovani poichè hanno velocità di rotazione elevate in quanto hanno acquistato momento angolare dopo la contrazione causata dalla gravità.

La dipendenza dalla massa proviene dalla presenza o meno di un nucleo radiativo, che combatte la contrazione causata dalla gravità durante il processo di formazione della stella. La stella, in questo caso, non guadagna più momento angolare, con conseguente riduzione della velocità di rotazione e dell'attività stellare.

Per risolvere il problema causato dall'attività stellare bisogna osservare lo spettro della stella scelta, poichè l'ampiezza del segnale sarà molto più grande di quella causata da un transito planetario, ma ovviamente, in caso fossimo di fronte ad un transito planetario, l'attività stellare può aggiungere rumore all'osservazione del pianeta; inoltre, in un secondo momento, questa può influenzare l'osservazione dell'atmosfera del pianeta extrasolare. La variazione del flusso stellare è cromatica, quindi l'osservazione del transito a diverse lunghezze d'onda, deve essere eseguita in intervalli di tempo più brevi dell'attività stellare.

Capitolo 3

Effetti di selezione

Osservare una stella per rilevare un transito presuppone che il sistema che stiamo osservando presenti una peculiarità: come abbiamo già detto il pianeta deve essere allineato correttamente con la linea di vista. Oltretutto dobbiamo effettuare l'osservazione nel momento in cui il transito avviene. La probabilità di rilevare un transito deve essere quindi presa in considerazione nella scelta dei sistemi da osservare. Infine, deve essere anche possibile osservare il transito con precisione.

Grandezza dell'oggetto. La probabilità P_{tr} che un transito avvenga in un dato sistema (assumendo un'orientazione casuale del piano orbitale rispetto alla linea di osservazione) è molto bassa per un pianeta gioviano caldo¹ e minore di 0,1 % per un gigante gassoso² (*cool giant planet*).

Per avere una probabilità soddisfacente che N sistemi transitanti siano trovati in un dato campo stellare, il numero di stelle osservate (cioè le stelle delle quali si deve misurare con precisione la curva di luce per rivelare un eventuale transito) deve essere almeno $N_{survey} \approx N / (P_{tr} f)$, dove f è l'abbondanza frazionale dei pianeti rilevabili nel campione di stelle. Per l'osservazione di pianeti gioviani caldi, con $f \approx 1\%$ delle stelle della sequenza principale (Wright et al., 2012; Mayor et al., 2011), possiamo dedurre che occorre osservare almeno 2000 stelle della sequenza principale per rilevare un singolo transito. Dato che molte stelle osservate non si trovano nella

¹Un esopianeta dalla massa comparabile con quella di Giove, situato tipicamente a una distanza non maggiore di 1 UA dalla stella madre, con un periodo di rivoluzione minore di 10 giorni. A causa dell'elevata vicinanza alla loro stella, le loro orbite hanno eccentricità molto basse e le differenze di temperatura tra il giorno e la notte possono toccare i 500 K, un esempio è HD 209458 b (Rauscher, Menou, 2010)

²Pianeta composto principalmente da elio e idrogeno; può presentare un nucleo roccioso. Giove e Saturno sono esempi di giganti gassosi.

sequenza principale, un campione di 5000 - 10000 stelle è più appropriato. Questa necessità di ampliare il campione spiega perché in molti studi si tenda a coprire grandi aree di cielo (a scapito della profondità delle osservazioni).

Tempo dell'osservazione. In un dato momento, la probabilità di osservare un transito di un sistema correttamente allineato è $p \approx \frac{t_T}{P}$, dove t_T è la durata del transito e P è il periodo orbitale. Questa probabilità varia dal 5 all' 8 % per *Ultra-short periodic planets* (pianeti molto vicini alla loro stella madre che presentano un periodo dell'orbita di breve durata) passando a 2 ~ 3 % per sistemi con pianeti gioviani caldi fino a 0,15 % per sistemi Terra - Sole. Per stimare il numero di transiti per un dato campione in un dato momento, si deve moltiplicare la probabilità trovata in precedenza per l'abbondanza di pianeti potenzialmente rilevabili nel campione (f). Per determinare il periodo di un pianeta, devono essere osservati almeno due transiti, anche se è abitudine oggi osservare almeno tre eventi periodici, al fine di scartare i falsi positivi (eventi di causa atmosferica o non astronomica). Inoltre, visto l'aumento del rumore di fondo (S/N), specialmente per la rilevazione di pianeti piccoli, e per una più precisa osservazione delle curve di luce, la regola è "*the more...transit, the better!*". Osservazioni continue sono il miglior modo per osservare il numero minimo di transiti ($N_{tr, min} > 3$) per un dato sistema. Purtroppo, solo missioni spaziali sono in grado di osservare quasi costantemente lungo un arco di settimane: questo, ad oggi, è il modo migliore di rilevare pianeti e confermarne l'esistenza.

Le osservazioni da terra, a causa delle loro interruzioni per il ciclo giorno/notte e per cause meteorologiche, possono ricercare la probabilità (ma non la certezza) di rilevare un buon numero di transiti di un dato pianeta. Il fattore principale che determina il numero di transiti osservati in una curva di luce campionata in modo discontinuo è la fase orbitale (cioè la distanza in termini relativi dell'istante delle osservazioni dall'epoca del transito e la stessa epoca del transito). Entrambi questi fattori sono sconosciuti prima della scoperta del pianeta. Possiamo prendere come regola che, per avere una sufficiente probabilità di osservare un transito (ad esempio >70 %) per gioviani caldi ($P = 3 - 4d$) con almeno 3 transiti osservati, un'osservazione deve durare almeno 300 h.

Precisione dell'osservazione. Una versione semplice di S/N è data da $(S/N)_{tr} \approx \Delta F / \sigma_\lambda t_T$ dove ΔF è la frazione della perdita di flusso durante il transito e $\sigma_\lambda t_T$ è il valore della funzione relativa al rumore della curva di luce calcolato su una scala di tempo confrontabile con la durata del transito t_T . Questo rumore è composto da vari elementi: dal rumore *shot* (o rumore fotonico) della radiazione e del *fondo cielo*; dai *Cosmic Ray hits*; dal rumore di lettura da parte dei CCD e dai

*flat-fielding*³ o *Jitter*⁴, che nascono dalla variazione della posizione e della forma della PSF (Point Spread Function o funzione di dispersione di sorgente puntiforme) della stella su dispositivi di rilevamento la cui sensibilità dei *pixel* può non essere uniforme. Per le osservazioni da terra, dobbiamo anche tenere in considerazione le variazioni della trasparenza atmosferica e il rumore causato dalla scintillazione. Il grafico a dispersione 3.1 mostra i valori della deviazione standard

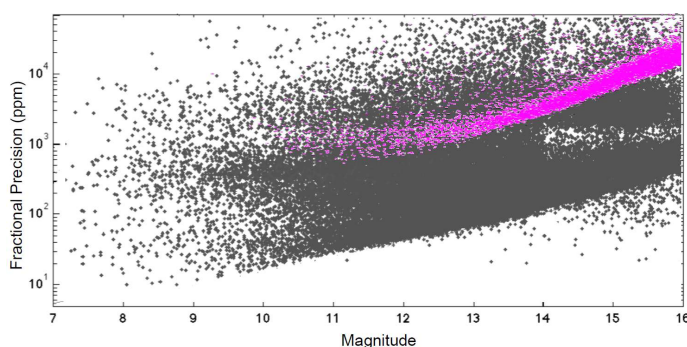


Figura 3.1: Confronto tra la precisione di Kepler (punti grigi) e NGTS (*Next-Generation Transit Survey*) (punti viola).

della precisione, nella rilevazione della curva di luce, sulla scala di tempo di 1 ora, registrati dal satellite **Kepler**, nello spazio, e dall'osservatorio terrestre *NGTS*. La precisione di *NGTS*, a magnitudini basse, è limitata dalla scintillazione.

Nelle prime osservazioni per stimare il rumore bianco di fondo durante il transito, veniva effettuato uno *scaling* partendo dai valori puntuali della curva di luce rilevati, fino ad arrivare a lunghezze temporali comparabili con la durata del transito.

Nell'applicazione, il rumore browniano o altri degradano la precisione di quasi tutte le osservazioni a lungo termine, come fu mostrato da Pont, Zucker, Queloz, 2006 basandosi sui dati di OGLE-III. Solo i dati della missione spaziale Kepler non venivano alterati dallo *scaling* del rumore bianco partendo da lungo un ciclo di acquisizione di 30 minuti arrivando a una durata tipica di un transito di 6h (Jenkins et al., 2010) (Gilliland, Chaplin et al., 2011 per maggiori dettagli sulle proprietà del rumore di Kepler).

I dati ottenuti da CoRoT, che al contrario di KEPLER è posizionato in un'orbita bassa, produceva curve di luce, calcolate partendo da cicli di osservazioni di 2h, rumorose almeno il doppio

³Procedure che hanno il compito di mappare le differenze di sensibilità dei pixel del CCD e le disomogeneità del piano focale, così da correggere e rimuovere le impurità dalle immagini.

⁴Variazione di una o più caratteristiche di un segnale come, ad esempio, l'ampiezza, la frequenza o la fase.

di quanto possa essere il risultato di uno *scaling* del rumore bianco partendo da un ciclo di acquisizione di 8,5 minuti di Kepler (Aigrain et al., 2009).

Come già detto, le osservazioni da terra sono influenzate anche dalle variazioni atmosferiche nella massa d'aria al di sopra del telescopio con tempi scala simili a quelli di un transito. Algoritmi per ridurre il rumore nelle osservazioni ed altri effetti sistematici sono descritti in Jenkins et al., 2010 per Kepler, in (Guterman, Mazeh, Faigler, 2015) per Corot, in SYSREM (Tamuz, Mazeh, Zucker, 2005) (un algoritmo per eliminare errori sistematici in una grande collezione di dati ottenuti da osservazioni ripetute e prolungate nel tempo) comunemente usato e negli algoritmi TFA (*Trend Filtering Algorithm*) (Kovács, Bakos, Noyes, 2005).

Luminosità del campione: rigetto dei falsi positivi e caratterizzazione del pianeta rilevato. Una grande quantità di studi iniziarono nei primi anni del nostro millennio, dopo la scoperta dei primi pianeti transitanti. I primi tentativi miravano a effettuare studi "profondi" di piccoli campi stellari usando grandi telescopi (1m o più), e di studi più superficiali con una strumentazione più contenuta.

I primi studi, effettuati con grandi telescopi, incluso il Telescopio Spaziale *Hubble* (Gilliland, Brown et al., 2000, lo studio dell'ammasso globulare *47 Tucanae*, e lo studio *SWEEPS* (*Sagittarius Window Eclipsing Extrasolar Planet Search*) eseguito da Sahu et al., 2006), ottennero un limitato successo. Più rilevanti furono i risultati ottenuti dalla collaborazione *OGLE-III* (Udalski, 2004) che utilizzò un telescopio con un'apertura di solo 1m. Il fatto che un telescopio di piccole dimensioni sia risultato più efficace di strumenti maggiori, conferma l'importanza di effettuare osservazioni per tempi prolungati anche se ciò dovesse andare a scapito della profondità (cioè della capacità di osservare oggetti deboli). Va anche detto che la conferma spettroscopica degli esopianeti scoperti con i transiti richiede in ogni caso l'utilizzo di telescopi di grandi dimensioni disponibili sul pianeta.

Ad esempio, i dati di *SWEEPS*, che aveva come *target* il sistema stellare *Sagittarius I* usando il telescopio spaziale *Hubble* (Sahu et al., 2006), riportano il rilevamento di transiti su 6 *targets*. La loro bassa luminosità unita alla bassa possibilità di effettuare un *follow-up* dei probabili esopianeti, data la quantità di oggetti nelle vicinanze in grado di creare disturbo al segnare in arrivo, fece sì che una conferma che questi oggetti fossero pianeti, basata su misurazioni con il metodo delle velocità radiali fatte con il *VLT* (*Very Large Telescope*), avvenisse per solo 2 dei suddetti.

Tutte le altre rivelazioni dello studio *SWEEP* rimangono come possibili candidati ancora oggi.

Quindi possiamo dedurre che la luminosità del campione è un parametro importantissimo ai fini di uno studio.

Come già accennato, la maggior parte dei *follow-up* di una rilevazione di un transit vengono effettuate con il metodo delle velocità radiali, il quale non solo prova (o smentisce) la presenza di un pianeta senza ulteriori dubbi, ma ci fornisce ulteriori informazioni riguardo essi come la loro massa, l'eccentricità dell'orbita e occasionalmente anche la scoperta di altri pianeti orbitanti nello stesso sistema. Nella pratica, studiando i *follow-up* di numerosi candidati, effettuati con il metodo *RV* per le missioni *KEPLER*, *K2* e *CoRoT*, si può dedurre che una magnitudine di $\approx 14,5$ è un buon limite per i *follow-up* di *routine*; ciò è dato dal fatto che una magnitudine vicino al limite appena definito per il metodo delle velocità radiali è propria per avere precise misurazioni con telescopi di media grandezza e un'appropriata strumentazione (ad esempio gli strumenti *FIES* montati sul *Nordic Optical Telescope* di apertura di 2,5m, oppure gli strumenti *HARPS* sul telescopio Nazionale Galileo e sull'ESO entrambi di 3,6m).

Capitolo 4

Proprietà degli esopianeti

Ad oggi sono stati scoperti più di 3000 esopianeti e ciò consente di effettuare studi statistici che potrebbero aiutare a rispondere alle domande fondamentali che riguardano i processi di formazione dei pianeti e la loro evoluzione.

4.1 Massa e raggio

Per rispondere a queste domande dobbiamo in primis effettuare precise misurazioni dei parametri degli esopianeti e, in particolare, della massa e del raggio. Al fine di calcolare questi parametri non solo un metodo di rilevazione può essere impiegato, ma c'è bisogno di unire le forze specialmente del metodo del transit e delle velocità radiali.

Grazie ai dati fornitici da KEPLER, ad oggi, abbiamo stime dei raggi di circa 2400 esopianeti, ciò nonostante, per capire e studiare la formazione ed evoluzione dei pianeti, c'è bisogno di un buon controllo sugli errori nelle stime dei valori, errori che solitamente emergono a causa delle incertezze riguardo i parametri della stella madre.

A tal proposito, il *California Kepler Survey*, finalizzato ad effettuare un follow up delle stelle madri dei pianeti extrasolari scoperti con Kepler, utilizzando uno strumento ad elevata risoluzione spettrale (High Resolution Echelle Spectrometer - HIRES) montato sul telescopio Keck, ha fornito misure precise ed accurate stime del raggio di circa 2000 esopianeti (Figura 4.1). In base ai risultati ottenuti è stato scoperto che possiamo individuare due popolazioni di esopianeti, come le super-Terra con un raggio medio di circa $1.3 R_{\text{TERRA}}$ e i subnettuniani, con il picco del raggio intorno a $2,4 R_{\text{TERRA}}$. In aggiunta sembra ci sia una scarsità di esopianeti con un raggio di circa 1,8 raggi terrestri. Chen,

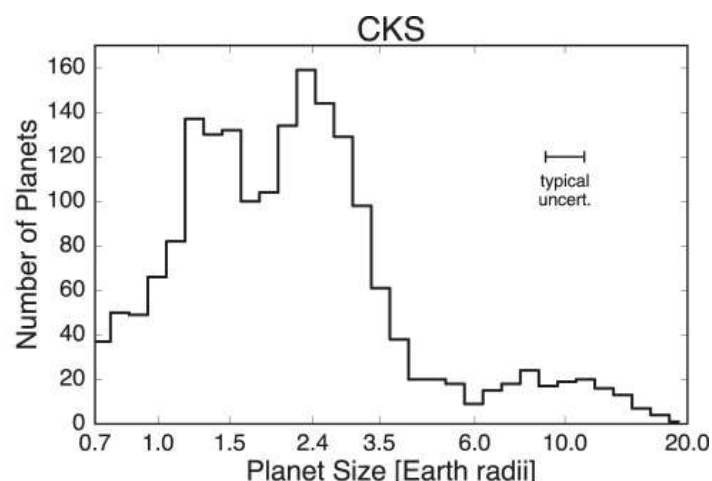


Figura 4.1: Numero di pianeti scoperti in relazione alla loro massa. California-Kepler Survey (Johnson et al., 2017)

Kipping, 2016 hanno studiato la relazione tra massa e raggio di un campione selezionato di esopianeti derivando una funzione empirica che mostra una netta transizione a circa 2 masse terrestri - che divide gli esopianeti terrestri rocciosi dagli esopianeti Nettuniani - ed una seconda transizione a 0,41 masse gioviane, che divide i pianeti nettuniani e quelli gioviani. Mentre la relazione massa-raggio dà informazioni sulla densità media degli esopianeti, abbiamo ancora un'incognita non facile da determinare: la composizione interna degli esopianeti, cioè se sia un esopianeta con un piccolo nucleo roccioso e un grande involucro ricco di acqua, o un esopianeta con un relativamente grande nucleo roccioso ed un involucro piccolo di idrogeno ed elio.

4.2 Atmosfera

Un altro aspetto concerne la composizione della atmosfera degli esopianeti. Visto che la luce emessa dagli esopianeti è molto fioca, è possibile studiare la loro atmosfera attraverso l'uso della spettroscopia. Durante il transito, la stella madre "illumina" l'atmosfera dell'esopianeta e rende possibile studiare le sue proprietà comparando gli spettri ottenuti durante e al di fuori del transito (spettroscopia differenziale). I cambiamenti indotti sullo spettro dall'atmosfera dell'esopianeta sono però molto piccoli e quindi la gran parte dello studio è fatto prendendo in considerazione pianeti gioviani, dove gli effetti sono maggiori. A questo proposito, la maggior parte delle spettroscopie differenziali sono fatte usando il telescopio Hubble o lo Spitzer (o altri simili) oppure comparando stelle con simili spettri nello stesso campo visivo per telescopi da terra. Sing et al., 2016 hanno usato l'HUBBLE

SPACE TELESCOPE e il satellite infrarosso SPITZER per ottenere gli spettri di trasmissione di 10 pianeti gioviani caldi nelle lunghezze d'onda tra 0,3 e 0,5 nanometri. I loro risultati suggeriscono che l'atmosfera dei pianeti extrasolari, o anche le varie atmosfere di diversi pianeti gioviani caldi stessi, possono essere varie, da trasparenti ad opache.

4.3 Formazione ed evoluzione degli esopianeti

Un altro parametro fondamentale per caratterizzare gli esopianeti è la loro distanza orbitale. I primi pochi pianeti che furono scoperti erano molto vicini alle loro stelle madri (cioè i pianeti gioviani caldi) a causa delle limitazioni delle tecniche usate nei primi tempi della ricerca. Grazie ai progressi ottenuti nelle tecniche strumentali, si è potuto osservare ed individuare sempre più esopianeti a distanze maggiori dalla stella madre. Ciò permette di osservare pianeti con temperature tali da avere acqua liquida e da potere eventualmente essere compatibili con la presenza di vita (Borucki et al., 2013; Gillon et al., 2016). Ad esempio, Kepler ha trovato almeno 30 esopianeti nella zona abitabile (Figura 4.2). Inoltre, dalla distribuzione della distanza orbitale sulla distribuzione della massa, si può ottenere

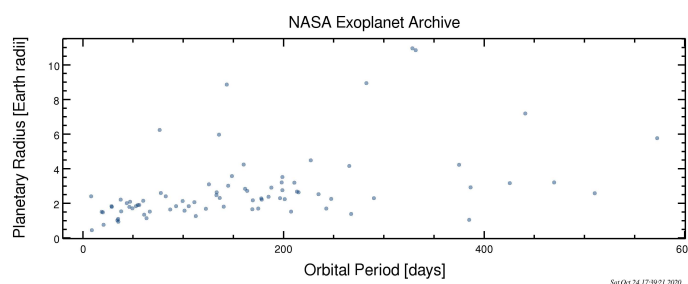


Figura 4.2: Pianeti confermati nella zona abitabile scoperti partendo da dati di Kepler.

un'idea sul loro processo di formazione.

Ci sono due proposte per la formazione *in situ* per pianeti formati in dischi protoplanetari. La prima è quella dell'accrescimento, dove piccole particelle collidono e si uniscono in un embrione planetario che in seguito attrarrà e catturerà vari gas dall'ambiente circostante per evolvere in un pianeta gioviano. Ad ogni modo, ci sono esopianeti molto massicci anche ad orbite elevate il che non può essere spiegato dall'accrescimento, poichè questa teoria non è utile a spiegare la formazione di questo tipo di pianeti; quindi la seconda teoria riguardo il meccanismo di formazione è quella dell'instabilità del disco protoplanetario, dove nel momento in cui il disco si raffredda, le turbolenze che si vengono a creare portano ad avere delle zone di alta densità e a formare addensamenti o *clumps*

di gas. Questi clumps innescano un rapido accumulo di gas dalle regioni circostanti formando così pianeti gassosi.

Un indicatore che si può usare per testare la validità delle teorie è la metallicità (la frazione di massa della stella che non è H o He). Questo perché l'accrescimento è più efficiente in ambienti ricchi di metalli, mentre l'instabilità del disco non dipende dalla metallicità: per questo ci sono stati studi riguardo la metallicità delle stelle madre degli esopianeti scoperti. Ad esempio, DA Fischer, Valenti, 2005 hanno mostrato che gli esopianeti sono più comuni intorno a stelle ricche di metalli (figura 4.3) ;

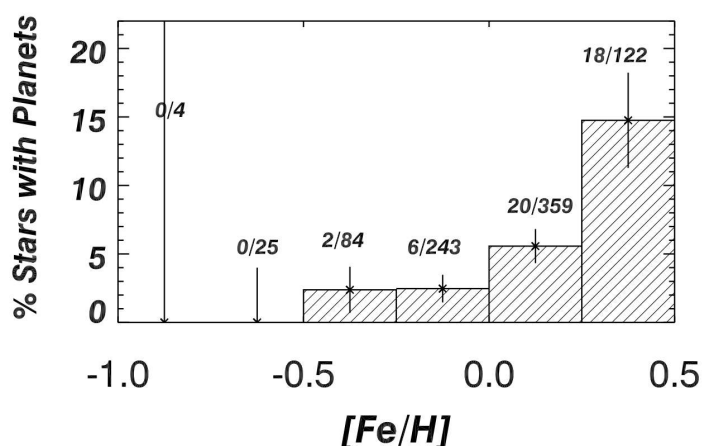


Figura 4.3: Percentuale di stelle con esopianeti orbitanti rilevati raggruppate per metallicità. Le stelle studiate sono 850. I numeri sopra ogni barra dell'istogramma indicano il rapporto pianeti/stelle in ogni intervallo. (DA Fischer, Valenti, 2005)

inoltre studi fatti da Thorngren et al., 2016 hanno rilevato che pianeti giganti gassosi sono comuni intorno a stelle con un'alta metallicità, e presentano un'abbondanza di elementi pesanti nei loro H/He involucri (figura 4.4).

Queste evidenze scientifiche supportano l'idea che la maggior parte dei pianeti si formi tramite accrescimento del nucleo.

Quando si studiano gli esopianeti, dobbiamo tenere a mente che essi possono migrare e che, quindi, non è detto che si siano formati nella posizione in cui li vediamo oggi. Ci sono evidenze da esopianeti a riguardo, poichè, ad esempio, con il metodo del direct imaging si sono scoperti pianeti ad una distanza di centinaia di unità astronomiche dalle loro stelle madri (Bowler, 2016). Queste grandi distanze tra il pianeta e la stella sono difficili da spiegare usando i suddetti processi *in situ*. Una possibilità è che essi abbiano subito uno scattering planetario (Rasio, Ford, 1996). Un fenomeno che si verifica quando due pianeti si formano nel disco planetario su orbite non stabili che possono incrociarsi. A causa di questa

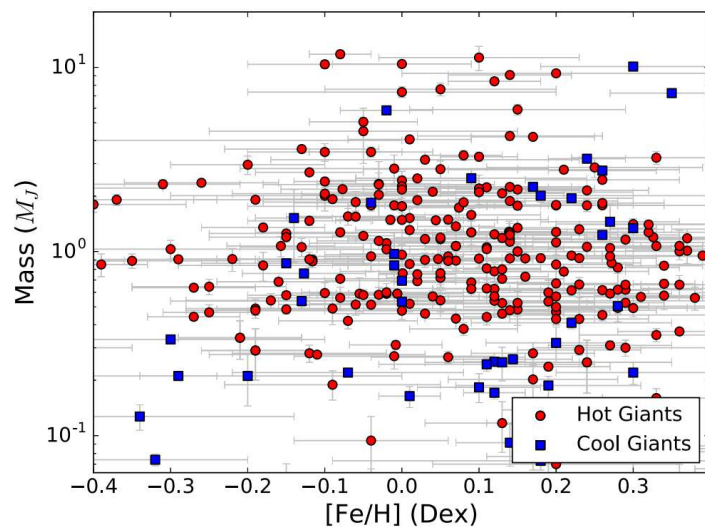


Figura 4.4: Massa dei pianeti in relazione alla metallicità della stella madre. I pianeti studiati sono in blu. Si nota una scarsità di pianeti intorno a stelle con bassa metallicità. (Thorngren et al., 2016)

interazione, uno dei due pianeti viene proiettato in un'orbita molto grande, mentre l'altro viene spinto in un'orbita molto vicina alla stella. Un'altra spiegazione della grande distanza che intercorre tra alcuni esopianeti e la loro stella è che non stiano orbitando infatti intorno alla loro stella madre, ma intorno ad una stella meno massiccia formata nella stessa nube molecolare molto similmente al processo di formazione di stelle doppie / multiple, il che viene chiamato scenario della frammentazione della nube (Font-Ribera, Escudé, Ribas, 2009).

Ci sono vari modi per distinguere lo scattering planetario dalla frammentazione della nube. Ad esempio, lo scattering planetario produce orbite con eccentricità elevata, invece gli esopianeti formati per cloud fragmentation hanno eccentricità che dovrebbe essere distribuita in modo simile a quanto accade per le orbite delle stelle doppie. Nel caso ci siano più esopianeti in un sistema, l'architettura di tali sistemi può cambiare il nostro punto di vista sulla loro formazione. Ad esempio esopianeti con orbite grandi formati da uno scattering planetario avranno orbite complanari con il disco protoplanetario; al contrario, pianeti formati tramite cloud fragmentation non avranno (o meglio dire avranno una probabilità minore di avere) un'orbita complanare con il disco protoplanetario, e neanche con l'asse di rotazione della stella. Il tempo di formazione (o l'età del sistema planetario) può inoltre essere usata come indicatore nel processo di formazione. In generale, il processo di cloud fragmentation produce oggetti di masse planetarie entro un milione di anni; il processo di scattering planetario invece formerà giganti gassosi in un lasso di tempo compreso tra uno e dieci milioni di

anni. Osservazioni future ci daranno più informazioni riguardo i processi di formazione.

Inoltre alle grande orbite si è interessati anche ai pianeti in *free floating* (o pianeti non legati a nessuna stella). La domanda principale è come e se possono formarsi pianeti senza l'influenza di una stella madre. Inoltre le problematiche per la loro individuazione sono altissime, poichè non potendo venire "illuminati" da una stella in modo periodico ed essendo la radiazione elettromagnetica emessa da essi molto bassa le probabilità di rilevarli è molto bassa. Il miglior metodo a riguardo è quello del microlensing poichè questa tecnica sfrutta il campo gravitazionale del pianeta e non la sua radiazione elettromagnetica emessa. Il problema più grande è che la durata dell'evento è proporzionale alla massa della lente, e visto che la massa della lente è piccola come quella di un pianeta gioviano, la durata dell'evento è dell'ordine di grandezza di appena un giorno (o meno), il che richiede un monitoraggio continuo con una cadenza molto elevata. Per superare questo ostacolo, il team dell'MOA (Microlensing Observations in Astrophysics) ha condotto osservazioni a cadenza molto elevata (ogni 10/50 minuti) e ha scoperto dozzine di possibili pianeti interstellari (Sumi et al., 2011). I risultati suggeriscono che nella via lattea esiste una grande quantità di pianeti gioviani. Questo causa un grande cambiamento nella funzione della massa al di sotto della massa delle nane brune, suggerendo che i pianeti interstellari si formino diversamente, ad esempio nel disco protoplanetario, e successivamente vengano eiettati in orbite molto lontane fino a non essere più legati alla loro stella. Ad ogni modo, questa ricchezza di pianeti gioviani è difficile da identificare in un meccanismo di eiezione (Veras, Raymond, 2012). A tal riguardo, il team dell'OGLE ha ripetuto le stesse osservazioni usando campioni molto più numerosi da OGLE-IV (Mróz et al., 2017), e non ha trovato una ricchezza di pianeti gioviani, bensì alcuni *candidate ultrashort events* ($<0,5$ days), indicando la presenza di pianeti interstellari di tipo terrestri o super terra, il che è un buon argomento a favore della teoria dell'accrescimento e dello *scattering* planetario.

Un altro aspetto importante è capire come gli esopianeti evolvono nel tempo. A tal proposito, la tecnica del *direct imaging* ci può dare risultati soddisfacenti, fornendoci immagini della nascita del pianeta fino alla sua morte. Ciò è possibile solo combinando osservazioni nell'infrarosso usando un coronografo montato su di un'ottica adattiva in telescopi con grandi aperture, insieme alla risoluzione spaziale di *array* millimetrici. Ad esempio, l'osservazione ALMA (*Atacama Large Millimeter/submillimeter Array*) di HL Tau, una stella di circa 1 Myr, di classificazione T Tauri, ci fornisce una visione dettagliata di un disco protoplanetario nel momento della formazione di alcuni pianeti (Partnership et al., 2015). D'altro canto, l'osservazione fatta con VLT/NACO di β Pictoris, una stella simile al Sole di circa 20 Myr, ci fornisce la prima immagine di un esopianeta e di un disco circumstellare (Lagrange et al., 2010). Osservazioni future con il metodo del *direct imaging* ci forniranno più informazioni riguardo

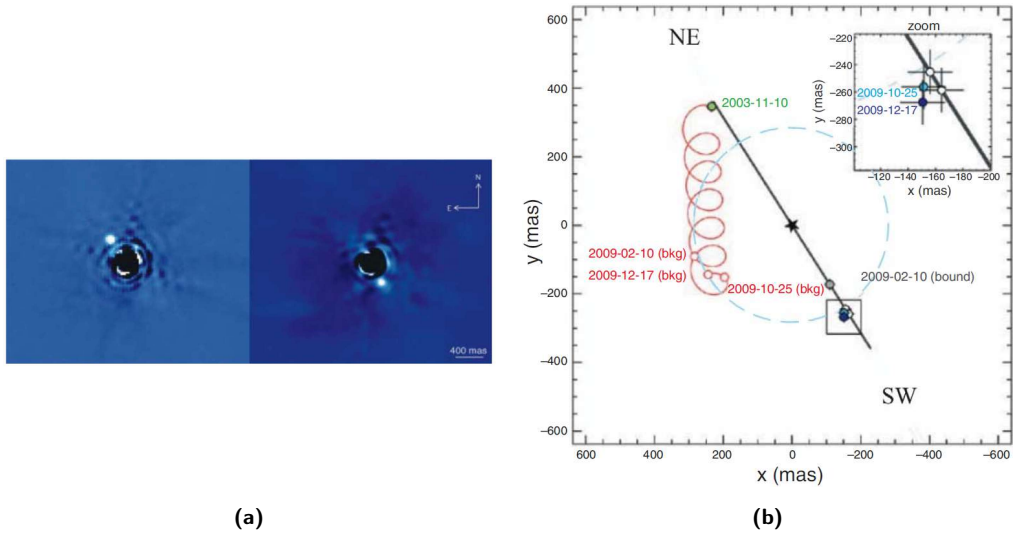


Figura 4.5: (a) Immagine di β Pictoris usando lo strumento VLT/NaCo nel Novembre del 2003 (sinistra) e nell'autunno del 2009 (destra). (b) La curva rossa fornisce le posizioni previste, dal Novembre 2003 e Dicembre 2009, della fonte luminosa rilevata nelle vicinanze di β Pictoris nel Novembre 2003 se fosse stata prodotta da un oggetto dietro alla stella con una posizione tale da essere proiettato nel campo visivo. Le posizioni misurate della fonte luminosa sono in blu e in azzurro. (Lagrange et al., 2010)

all'evoluzione dei pianeti in relazione al disco protoplanetario.

Bibliografia

- Aigrain Suzanne, Pont F, Fressin F, Alapini Aude, Alonso R, Auvergne M, Barbieri M, Barge P, Bordé P, Bouchy F et al. «Noise properties of the CoRoT data-A planet-finding perspective». *Astronomy & Astrophysics* 506.1 (2009), pp. 425–429.
- Borucki William J, Agol Eric, Fressin Francois, Kaltenegger Lisa, Rowe Jason, Isaacson Howard, Fischer Debra, Batalha Natalie, Lissauer Jack J, Marcy Geoffrey W et al. «Kepler-62: a five-planet system with planets of 1.4 and 1.6 Earth radii in the habitable zone». *Science* 340.6132 (2013), pp. 587–590.
- Bowler Brendan P. «Imaging extrasolar giant planets». *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 128.968 (2016), p. 102001.
- Brown Timothy M, Charbonneau David, Gilliland Ronald L, Noyes Robert W, Burrows Adam. «Hubble Space Telescope time-series photometry of the transiting planet of HD 209458». *The Astrophysical Journal* 552.2 (2001), p. 699.
- Charbonneau David, Allen Lori E, Megeath S Thomas, Torres Guillermo, Alonso Roi, Brown Timothy M, Gilliland Ronald L, Latham David W, Mandushev Georgi, O'Donovan Francis T et al. «Detection of thermal emission from an extrasolar planet». *The Astrophysical Journal* 626.1 (2005), p. 523.
- Charbonneau David, Brown Timothy M, Latham David W, Mayor Michel. «Detection of planetary transits across a sun-like star». *The Astrophysical Journal Letters* 529.1 (1999), p. L45.
- Chen Jingjing, Kipping David. «Probabilistic forecasting of the masses and radii of other worlds». *The Astrophysical Journal* 834.1 (2016), p. 17.
- Cox AN. *Allen's Astrophysical Quantities* (; New York. 2000.

- Drake AJ. «On the selection of photometric planetary transits». *The Astrophysical Journal* 589.2 (2003), p. 1020.
- Fischer Debra A, Valenti Jeff. «The planet-metallicity correlation». *The Astrophysical Journal* 622.2 (2005), p. 1102.
- Font-Ribera Andreu, Escudé Jordi Miralda, Ribas Ignasi. «Protostellar cloud fragmentation and inward migration by disk capture as the origin of massive exoplanets». *The Astrophysical Journal* 694.1 (2009), p. 183.
- Gilliland Ronald L, Brown Timothy M, Guhathakurta P, Sarajedini A, Milone EF, Albrow MD, Baliber NR, Bruntt H, Burrows A, Charbonneau D et al. «A lack of planets in 47 Tucanae from a Hubble Space Telescope search». *The Astrophysical Journal Letters* 545.1 (2000), p. L47.
- Gilliland Ronald L, Chaplin William J, Dunham Edward W, Argabright Vic S, Borucki William J, Basri Gibor, Bryson Stephen T, Buzasi Derek L, Caldwell Douglas A, Elsworth Yvonne P et al. «Kepler mission stellar and instrument noise properties». *The Astrophysical Journal Supplement Series* 197.1 (2011), p. 6.
- Gillon Michaël, Jehin Emmanuël, Lederer Susan M, Delrez Laetitia, Wit Julien de, Burdanov Artem, Van Grootel Valérie, Burgasser Adam J, Triaud Amaury HMJ, Opitom Cyrielle et al. «Temperate Earth-sized planets transiting a nearby ultracool dwarf star». *Nature* 533.7602 (2016), pp. 221–224.
- Guterman P, Mazeh T, Faigler S. «Exposure-based Algorithm for Removing Systematics out of the CoRoT Light Curves». *arXiv preprint arXiv:1509.03403* (2015).
- Henry GW, Marcy GW, Butler RP, Vogt SS. «A transiting “51 Peg-like” planet. ApJL 529». *L41–L44* (2000).
- Jenkins Jon M, Caldwell Douglas A, Chandrasekaran Hema, Twicken Joseph D, Bryson Stephen T, Quintana Elisa V, Clarke Bruce D, Li Jie, Allen Christopher, Tenenbaum Peter et al. «Initial characteristics of Kepler long cadence data for detecting transiting planets». *The Astrophysical Journal Letters* 713.2 (2010), p. L120.
- Johnson John Asher, Petigura Erik A, Fulton Benjamin J, Marcy Geoffrey W, Howard Andrew W, Isaacson Howard, Hebb Leslie, Cargile Phillip A, Morton Timothy D, Weiss Lauren M et al. «The

- California-Kepler Survey. II. Precise physical properties of 2025 Kepler planets and their host stars». *The Astronomical Journal* 154.3 (2017), p. 108.
- Kackley R, Scott D, Chapin E, Friberg P, Phillips TG, Zmuidzinas J. «Proc. SPIE Conf. Ser. Vol. 7740, Software and Cyberinfrastructure for Astronomy». SPIE, Bellingham. 2010.
- Kovács Géza, Bakos Gáspár, Noyes Robert W. «A trend filtering algorithm for wide-field variability surveys». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 356.2 (2005), pp. 557–567.
- Lagrange A-M, Bonnefoy M, Chauvin G, Apai Daniel, Ehrenreich D, Boccaletti A, Gratadour D, Rouan D, Mouillet D, Lacour S et al. «A giant planet imaged in the disk of the young star β Pictoris». *Science* 329.5987 (2010), pp. 57–59.
- Mandel Kaisey, Agol Eric. «Analytic light curves for planetary transit searches». *The Astrophysical Journal Letters* 580.2 (2002), p. L171.
- Mayor Michel, Marmier M, Lovis Ch, Udry S, Ségransan D, Pepe F, Benz W, Bertaux J-L, Bouchy F, Dumusque X et al. «The HARPS search for southern extra-solar planets XXXIV. Occurrence, mass distribution and orbital properties of super-Earths and Neptune-mass planets». *arXiv preprint arXiv:1109.2497* (2011).
- Mróz Przemek, Udalski Andrzej, Skowron Jan, Poleski Radosław, Kozłowski Szymon, Szymański Michał K, Soszyński Igor, Wyrzykowski Łukasz, Pietrukowicz Paweł, Ulaczyk Krzysztof et al. «No large population of unbound or wide-orbit Jupiter-mass planets». *Nature* 548.7666 (2017), pp. 183–186.
- Partnership ALMA, Brogan CL, Perez LM, Hunter TR, Dent WRF, Hales AS, Hills R, Corder S, Fomalont EB, Vlahakis C et al. «First Results from High Angular Resolution ALMA Observations Toward the HL Tau Region». *arXiv preprint arXiv:1503.02649* (2015).
- Perryman MAC, Schulze-Hartung T. «The barycentric motion of exoplanet host stars-Tests of solar spin-orbit coupling». *Astronomy & Astrophysics* 525 (2011), A65.
- Pont F, Melo CHF, Bouchy F, Udry S, Queloz D, Mayor M, Santos NC. «A planet-sized transiting star around OGLE-TR-122-Accurate mass and radius near the Hydrogen-burning limit». *Astronomy & Astrophysics* 433.2 (2005), pp. L21–L24.

- Pont Frédéric, Zucker Shay, Queloz Didier. «The effect of red noise on planetary transit detection». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 373.1 (2006), pp. 231–242.
- Rasio Frederic A, Ford Eric B. «Dynamical instabilities and the formation of extrasolar planetary systems». *Science* 274.5289 (1996), pp. 954–956.
- Rauscher Emily, Menou Kristen. «Three-dimensional modeling of hot Jupiter atmospheric flows». *The Astrophysical Journal* 714.2 (2010), p. 1334.
- Sackett Penny D. «Searching for unseen planets via occultation and microlensing». *Planets outside the Solar System: theory and observations*. Springer, 1999, pp. 189–228.
- Sahu Kailash C, Casertano Stefano, Bond Howard E, Valenti Jeff, Smith T Ed, Minniti Dante, Zoccali Manuela, Livio Mario, Panagia Nino, Piskunov Nikolai et al. «Transiting extrasolar planetary candidates in the Galactic bulge». *Nature* 443.7111 (2006), pp. 534–540.
- Seager Sara, Mallen-Ornelas Gabriela. «A unique solution of planet and star parameters from an extrasolar planet transit light curve». *The Astrophysical Journal* 585.2 (2003), p. 1038.
- Sing David K, Fortney Jonathan J, Nikolov Nikolay, Wakeford Hannah R, Kataria Tiffany, Evans Thomas M, Aigrain Suzanne, Ballester Gilda E, Burrows Adam S, Deming Drake et al. «A continuum from clear to cloudy hot-Jupiter exoplanets without primordial water depletion». *Nature* 529.7584 (2016), pp. 59–62.
- Sumi Takahiro, Kamiya K, Bennett DP, Bond IA, Abe F, Botzler CS, Fukui A, Furusawa K, Hearnshaw JB, Itow Y et al. «Unbound or distant planetary mass population detected by gravitational microlensing». *Nature* 473.7347 (2011), pp. 349–352.
- Tamuz Omer, Mazeh Tsevi, Zucker Shay. «Correcting systematic effects in a large set of photometric light curves». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 356.4 (2005), pp. 1466–1470.
- Thorngren Daniel P, Fortney Jonathan J, Murray-Clay Ruth A, Lopez Eric D. «The mass–metallicity relation for giant planets». *The Astrophysical Journal* 831.1 (2016), p. 64.
- Tingley B. «Using color photometry to separate transiting exoplanets from false positives». *Astronomy & Astrophysics* 425.3 (2004), pp. 1125–1131.

- Tingley Brandon, Sackett Penny D. «A photometric diagnostic to aid in the identification of transiting extrasolar planets». *The Astrophysical Journal* 627.2 (2005), p. 1011.
- Torres Guillermo, Konacki Maciej, Sasselov Dimitar D, Jha Saurabh. «Testing blend scenarios for extrasolar transiting planet candidates. I. OGLE-TR-33: A false positive». *The Astrophysical Journal* 614.2 (2004), p. 979.
- Udalski Andrzej. «The optical gravitational lensing experiment. Real time data analysis systems in the OGLE-III survey». *arXiv preprint astro-ph/0401123* (2004).
- Veras Dimitri, Raymond Sean N. «Planet–planet scattering alone cannot explain the free-floating planet population». *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters* 421.1 (2012), pp. L117–L121.
- Wright JT, Marcy GW, Howard AW, Johnson John Asher, Morton TD, Fischer DA. «The frequency of hot Jupiters orbiting nearby solar-type stars». *The Astrophysical Journal* 753.2 (2012), p. 160.

Lista dei siti consultati

eso2011b. TYC 8998-760-1. 2020. URL: <https://www.eso.org/public/italy/images/eso2011b/>.

Esopianeti. URL: <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>.