



Università degli studi di Pisa
Facoltà di Scienze Matematiche Fisiche e Naturali
Corso di Laurea in Fisica
Anno Accademico 2001-2002

Tesi di Laurea

Osservazione di Pianeti Extrasolari

Candidato
Matteo Cantiello

Relatore
Dott.ssa Rosa Poggiani

A mio fratello Francesco,
che la tua vita sia felice quanto e più della mia.

Indice

1	Pianeti	9
1.1	Definizione di <i>Pianeta</i>	9
1.2	Formazione di un sistema planetario	9
1.2.1	Teoria della nebulosa	10
1.2.2	Teoria della cattura	12
2	Ricerca di Pianeti Extrasolari	13
2.1	Metodi dinamici	15
2.1.1	Misure di velocità radiale	15
2.1.2	Metodo Astrometrico	20
2.1.3	Pulsar Timing	22
2.2	Metodi Fotometrici	23
2.2.1	Metodo del Transitto	23
2.2.2	Microlensing	26
2.3	Imaging	30
2.3.1	Ottiche adattive	31
2.3.2	Dark speckle	32
2.3.3	Nulling interferometry	32
2.3.4	Risoluzione dei metodi di imaging	32
2.4	Altre tecniche	33
2.4.1	Tracce su dischi di polveri	33
2.4.2	Emissione radio da Pianeti Extrasolari	34
2.4.3	Emissione di Onde Gravitazionali da Pianeti Extrasolari	35
2.5	Confronto dei metodi di rivelazione	36
2.5.1	Statistica delle scoperte	36
2.5.2	Sensibilità dei vari metodi	37

3	Proprietà dei Pianeti Extrasolari	41
3.1	Distribuzione di massa minima	41
3.2	Ricostruzione della distribuzione di massa	42
3.2.1	Il problema della deconvoluzione	42
3.2.2	Teorema di Bayes	44
3.2.3	Algoritmo di Lucy-Richardson	45
3.2.4	Applicazione dell'algoritmo di Lucy-Richardson alla distribuzione di minima massa	46
3.3	Distribuzione dei parametri orbitali	47
3.3.1	Eccentricità	47
3.3.2	La correlazione Massa-Periodo	47
3.4	Pianeti attorno a Pulsars	48
3.5	Metallicità delle stelle ospiti	48
4	Osservazioni attuali e futuri sviluppi	53
4.1	Missioni operative	53
4.1.1	Metodo della Velocità Radiale	53
4.1.2	Metodo Astrometrico	55
4.1.3	Transito Fotometrico	57
4.1.4	Microlensing	59
4.1.5	Pulsar Timing	61
4.1.6	Imaging	61
4.1.7	Tracce su dischi di polveri	62
4.2	Missioni future	63
4.2.1	Osservazioni da terra	63
4.2.2	Osservazioni dallo spazio	65
4.2.3	Regioni accessibili all'osservazione	70
4.3	Elenco dei Pianeti Extrasolari	71
5	Conclusioni	75
	Bibliografia	76

Introduzione

Lo scopo di questa tesi è la presentazione del problema dell'osservazione dei Pianeti Extrasolari.

Nel primo capitolo, dopo aver dato la definizione di pianeta, si riassumono brevemente le attuali teorie sulla formazione dei sistemi planetari.

Il secondo capitolo tratta le tecniche Astrofisiche sviluppate per la rivelazione dei Pianeti Extrasolari. Si presentano in maniera dettagliata i metodi più promettenti per la ricerca:

- Il metodo della Velocità Radiale;
- Il metodo Astrometrico;
- Il metodo del Transito Fotometrico;
- Il metodo di Imaging;
- Il metodo di Microlensing;
- Il metodo di Pulsar Timing.

Viene posta particolare attenzione all'analisi delle problematiche legate alla risoluzione e all'interpretazione dei dati ottenuti con ciascun metodo. Si discutono anche tecniche alternative di rivelazione, in particolare:

- Tracce su dischi di polveri;
- Emissione radio da Pianeti Extrasolari;
- Onde Gravitazionali emesse da Pianeti Extrasolari.

Nel terzo capitolo sono presentate le proprietà dei Pianeti Extrasolari dedotte dalle osservazioni: viene discusso il metodo di Lucy-

Richardson per la ricostruzione della distribuzione di massa dai dati osservativi e si presentano i risultati più recenti riguardo alla correlazione tra i parametri orbitali.

Infine il quarto capitolo è dedicato ai risultati raggiunti dagli esperimenti operativi e al futuro della ricerca

Capitolo 1

Pianeti

1.1 Definizione di *Pianeta*

Secondo *G.Marcy e R.P.Butler* Cf.[1] si definisce ***pianeta*** un oggetto avente massa compresa tra quella di Plutone e la soglia di fusione del Deuterio a $12M_j$ ¹ formatosi in orbita attorno ad un oggetto che può generare energia mediante reazioni nucleari. Oggetti meno massivi di ~ 12 masse gioviane non possono infatti innescare la fusione del Deuterio nè generare quantità rilevanti di energia da altre reazioni nucleari. Il limite superiore di $12M_j$ è sensibile a vari fattori, tra cui la composizione chimica e l'uniformità strutturale dell'oggetto. Come si vedrà in 3.1 l'esistenza di un limite superiore per la massa dei Pianeti Extrasolari è motivata empiricamente dalla presenza di meno dell'1% di stelle ospitanti pianeti con $M > 10M_j$ ad una distanza inferiore di 10 U.A. (Unità Astronomiche). Questo dato osservativo coincide convenientemente con la soglia di fusione del deuterio che quindi può essere ragionevolmente considerata come il limite superiore per la massa di un pianeta .

1.2 Formazione di un sistema planetario

Il problema dell'origine e dell'evoluzione del Sistema Solare rappresenta ancora oggi un quesito irrisolto.

Sebbene le recenti osservazioni di protostelle in formazione dentro nubi di gas abbiano confermato alcune ipotesi sulle prime fasi dell'evoluzione dei sistemi stellari, rimangono molti quesiti aperti legati all'evoluzione del disco protoplanetario e alla formazione stessa dei pianeti.

¹ $1M_j = \text{Massa di Giove} = 1.9 \times 10^{27} \text{ kg} \approx 10^{-3} M_\odot$

Inoltre le osservazioni di molti Pianeti Extrasolari giganti vicini alla loro stella ospite (Hot Jupiters) e di numerosi compagni ad elevata eccentricità mettono in discussione le teorie sulla formazione planetaria, nate per spiegare i dati osservati nel nostro Sistema Solare, ma incomplete o inadatte a spiegare quelli dei Sistemi Extrasolari.

Di seguito sono discusse molto brevemente la formazione e l'evoluzione di un sistema planetario: mentre la nascita stellare è descritta da un'unica teoria abbastanza in accordo con i dati osservativi, il problema della formazione planetaria è ancora aperto.

Le teorie planetarie si dividono in due grandi categorie:

- *Teorie Monistiche*: i pianeti si formano dalla stessa materia e nello stesso processo che ha generato la stella attorno a cui orbitano;
- *Teorie Duali*: i processi di formazione della stella e dei pianeti sono separati, i pianeti si formano dall'interazione della stella con un altro corpo celeste.

La teoria ad oggi in assoluto più accreditata è monistica ed è detta "Teoria della nebulosa" (evoluzione dell'idea avuta da Swedenborg, Kant e Laplace nel '700).

Una teoria duale valida è invece la "Teoria della cattura" proposta da Woolfson, che pur avendo meno sostenitori è fisicamente convincente e risolve il problema del momento angolare del Sistema Solare: questo problema nasce dalla discrepanza tra il momento angolare posseduto dal Sole e dai pianeti previsto dalla Teoria della Nebulosa e quello osservato.

Attualmente quasi tutti gli sforzi teorici per spiegare la formazione e l'evoluzione dei sistemi planetari sono nella direzione di una teoria monistica; le recenti osservazioni di stelle in formazione sono suggestive in questo senso poichè hanno permesso lo studio di dischi di polveri che si pensano essere i luoghi di formazione dei pianeti, per questo detti Dischi Protoplanetari. Nondimeno la teoria della cattura spiega numerose caratteristiche del Sistema Solare e quindi si può anche pensare che entrambi i processi di formazione siano possibili; solo uno studio sistematico delle proprietà dei sistemi extrasolari potrà portare ad una teoria completa.

1.2.1 Teoria della nebulosa

Formazione stellare e disco protoplanetario

Le stelle si formano da nubi interstellari costituite da polveri e gas. L'equilibrio della nube può venire meno a causa di fenomeni quali esplo-

sioni di supernovae o interazioni gravitazionali con zone molto dense della galassia; l'instabilità porta alla contrazione della nube.

Dalla contrazione di una nube di gas e polveri si originano strutture a bozzoli (Globi di Bok) in cui si forma la protostella: per ognuno di questi globi il collasso gravitazionale avviene compatibilmente con la conservazione del momento angolare dando origine ad una struttura appiattita in rotazione, il disco protoplanetario.

L'evoluzione del disco presuppone una perdita di momento angolare, poichè il materiale cade verso la protostella fino a raggiungere la pressione sufficiente all'innesco delle reazioni nucleari. Sono stati proposti diversi meccanismi che consentono la perdita di momento angolare: getti di materia perpendicolari al disco (osservati in qualche caso), instabilità gravitazionale dovuta ad asimmetrie del disco (per dischi massivi), fenomeni di turbolenza che hanno l'effetto di aumentare la viscosità. Sebbene la questione non sia ancora stata risolta, è probabile che tutti questi fenomeni partecipino, sebbene in misura diversa, all'evoluzione dei dischi, rendendone la modellizzazione molto complessa.

Formazione planetaria

In seguito all'aumento della pressione (e quindi della temperatura) nella zona centrale del disco si ha l'innesco delle reazioni nucleari. In questa fase si pensa che la presenza di un forte vento stellare giochi un ruolo importante trascinando all'esterno gli elementi più leggeri; il fatto che la zona più interna del disco sia più calda e ricca di elementi pesanti mentre quella esterna fredda e con abbondanza di elementi leggeri favorirebbe la formazione di pianeti rocciosi (di tipo terrestre) nella prima zona e di pianeti giganti gassosi (di tipo gioviano) nella seconda.

Il meccanismo di formazione sembra essere di crescita per collisioni, ovvero il progressivo accrescimento di materia dovuto all'attrazione gravitazionale, per i pianeti di tipo terrestre.

Per i pianeti di tipo gioviano si hanno diverse ipotesi:

- Una formazione di tipo stellare, cioè per frammentazione della nube protostellare durante il collasso (in effetti si può pensare ai pianeti giganti tipo Giove come a stelle mancate)
- Accrescimento di un nucleo roccioso di massa circa $10 M_{\oplus}^2$, formatosi per crescita collisionale come i pianeti di tipo terrestre, che cattura gravitazionalmente una grande quantità di gas.

² $1 M_{\oplus}$ = Massa della Terra = $0.329 \times 10^{-3} M_j = 5.976 \times 10^{24}$ kg

Urano e Nettuno hanno un'atmosfera gassosa piccola rispetto al loro nucleo di elementi pesanti, cioè la loro composizione è molto diversa da quella del Sole. Questo rende l'ultima ipotesi la più accreditata, almeno per quanto riguarda la formazione dei giganti gassosi del Sistema Solare.

L'osservazione di dischi di polveri attorno a stelle giovani sembra mostrare che la vita media di un disco sia di qualche milione di anni. La teoria della nebulosa applicata al Sistema Solare ha dei problemi in questo senso, poichè il meccanismo di accrescimento necessita di circa 10^8 anni per Giove e circa 10^{10} anni per Nettuno.

Il meccanismo descritto da questa teoria dovrebbe portare ad avere un elevato valore per il momento angolare della stella centrale, un valore che avrebbe impedito la formazione del Sole. Le osservazioni del Sistema Solare sono in evidente contraddizione con questo fatto, tanto più che il Sole ha solo lo 0.5% del momento angolare totale contro il 99.5% dei pianeti.

Questo problema non è ancora stato risolto.

1.2.2 Teoria della cattura

Questa teoria è nata per ovviare al problema del momento angolare. Mentre la formazione stellare segue il modello precedentemente descritto, i pianeti non si formano nel disco di polveri e gas creatosi dalla contrazione della nebulosa. Nel 1964 Woolfson ha infatti ipotizzato che il Sistema Solare, così come altri sistemi, si sia formato in seguito alla contrazione di materiale strappato dal Sole ad un oggetto meno massivo, tipicamente una protostella. Una protostella è una stella nelle prime fasi di formazione, il cui raggio è molto grande e la densità molto bassa.

In seguito alla contrazione ed alla formazione dei pianeti le componenti leggere del mezzo ancora presente vengono spazzate via dalla pressione di radiazione, mentre le componenti solide cadono sulla stella per effetto Poynting-Robertson. Per il Sole si pensa che il momento angolare ceduto dalle polveri possa averne gradualmente spostato l'asse di rotazione verso la perpendicolare al piano di formazione dei pianeti, spiegando come mai attualmente l'angolo formato da queste due direzioni sia di soli 7° .

Simulazioni numeriche del processo di cattura per il Sistema Solare ne hanno dimostrato la plausibilità (Dormand e Woolfson, 1971-1999).

Capitolo 2

Ricerca di Pianeti Extrasolari

Sebbene fin dall'antichità siano state numerose le ipotesi sull'esistenza di altri pianeti intorno a stelle diverse dal Sole, la ricerca sperimentale è iniziata nel secolo appena trascorso¹ giungendo ai primi successi solo alla fine di esso. Lo studio inizialmente proposto da P. Van Der Kamp negli anni '30 ha dovuto attendere un notevole sviluppo della tecnologia perchè si ottenessero i primi risultati, con il primo pianeta scoperto attorno alla Pulsar 1257+12 [2] e il secondo attorno alla stella di sequenza principale 51 Pegasi [3]. A queste scoperte sono seguite numerose altre, di pari passo con nuove idee e strumentazioni sempre più raffinate, portando ad oggi² il numero di Pianeti Extrasolari a 105.

Metodi di rivelazione

I metodi di ricerca di Pianeti Extrasolari si dividono in due categorie:

- **Metodi Diretti:** individuazione della presenza di un pianeta osservando la radiazione proveniente direttamente dall'oggetto, come la luce riflessa o la radiazione decametrica.
- **Metodi Indiretti:** studio degli effetti del pianeta (o dei pianeti) sul moto della stella intorno a cui orbita. In alcuni casi si tratta di effetti dinamici, quali l'effetto sulla velocità radiale della stella o sulla posizione di quest'ultima. Nel caso del Microlensing (2.2.2) l'effetto osservato è invece il temporaneo aumento di luminosità di una stella che non appartiene al sistema planetario ma che può essere lontana anche migliaia di anni luce da questo.

¹Fatta eccezione di una ricerca del 17° Secolo ad opera dell'astronomo Olandese Huygens

²Dato aggiornato al 19/03/2003

Nessuna delle scoperte effettuate fino ad oggi è stata ottenuta usando metodi diretti, che nella maggior parte dei casi presuppongono una risoluzione sperimentale molto al di sopra di quella attualmente disponibile.

Per quel che riguarda i metodi indiretti la quasi totalità delle rivelazioni è stata raggiunta utilizzando il metodo della velocità radiale, sebbene alcune scoperte siano state effettuate o confermate utilizzando misure di frequenza di Pulsar, fotometria e lo studio di dischi di polveri.

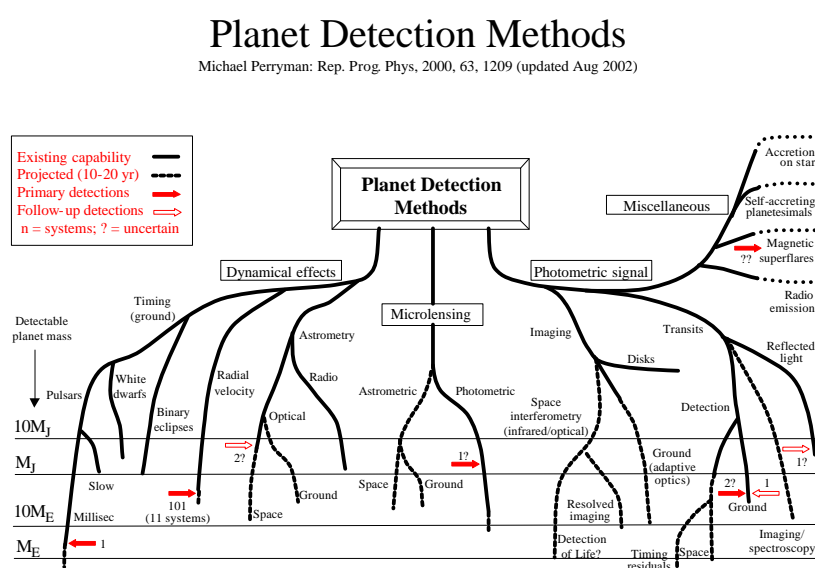


Figura 2.1: Diagramma dei metodi di ricerca di Pianeti Extrasolari [4]

In figura 2.1 sono mostrati i vari metodi per la ricerca di Pianeti Extrasolari divisi in tre grandi gruppi che sono distinti della fisica che coinvolgono: gli effetti dinamici, cioè lo spostamento della stella ospite indotto dalla presenza di un compagno planetario, gli effetti fotometrici causati dall'assorbimento, dall'emissione e dalla riflessione di radiazione da parte di un pianeta e gli effetti di microlente gravitazionale, cioè la deviazione della radiazione causata dalla curvatura dello spazio-tempo indotta da un sistema extrasolare.

Tutti i metodi che verranno discussi appaiono nel diagramma, che ne mostra anche la risoluzione attuale e quella futura (prossimi 10-20

anni) in termini di massa del pianeta.

Di seguito si presentano i metodi per la ricerca di Pianeti Extrasolari nel seguente ordine:

1. Metodi Dinamici

- Metodo della velocità radiale;
- Metodo astrometrico;
- Metodo del Pulsar Timing.

2. Metodi Fotometrici

- Metodo del transito;
- Metodo di Microlensing.

3. Metodi di Imaging

4. Tecniche alternative.

2.1 Metodi dinamici

La presenza di un pianeta induce sulla stella un movimento attorno al baricentro del sistema.

Ne risulta la variazione periodica di alcune osservabili astrofisiche:

- La velocità radiale;
- La posizione astrometrica;
- Il tempo di arrivo di qualche segnale di riferimento.

2.1.1 Misure di velocità radiale

Lo studio delle variazioni della velocità radiale di una stella, cioè la proiezione di \vec{v} lungo la direzione di osservazione, dovute al movimento attorno al centro di massa del sistema stella-pianeta rappresenta attualmente il sistema più efficace per la ricerca di Pianeti Extrasolari.

Equazioni fondamentali

Il modulo della velocità radiale K di una stella avente massa M_* dovuta all'interazione gravitazionale con un oggetto di massa M_p è dato dalla relazione:

$$K = \left(\frac{2\pi G}{P} \right)^{1/3} \frac{M_p \sin i}{(M_p + M_*)^{2/3}} (1 - e^2)^{-1/2} \quad (2.1)$$

dove P ed e rappresentano il periodo e l'eccentricità dell'orbita mentre i è l'angolo che il piano orbitale forma con il piano passante per la stella e tangente alla sfera celeste. La terza Legge di Keplero permette di eliminare P e far comparire il semiasse maggiore a dell'orbita del Pianeta:

$$P = \sqrt{\frac{4\pi^2 a^3}{G(M_* + M_p)}} \quad (2.2)$$

La relazione (2.1) nel caso di un sistema stella-pianeta ($M_p \ll M_*$) si semplifica e fornisce un limite sul prodotto $M_p \sin i$:

$$M_p \sin i \simeq \left(\frac{P}{2\pi G}\right)^{1/3} K M_*^{2/3} \sqrt{1 - e^2} \quad (2.3)$$

Risulta chiaro che nella maggior parte dei casi non è possibile conoscere l'angolo di inclinazione orbitale i e che quindi si può determinare solo un limite inferiore alla massa del pianeta (per certi valori di i il pianeta può avere massa maggiore di $13 M_j$ e non essere più considerato tale). Proprio la possibilità di un bias nella rivelazione di sistemi molto poco inclinati rispetto alla sfera celeste rappresenta una prima obiezione all'esistenza dei Pianeti Extrasolari: una selezione verso tali angoli renderebbe il valore della massa di molti candidati oltre la soglia di fusione del deuterio, quindi nane brune e non più Pianeti Extrasolari. I seguenti argomenti vengono usati contro questa ipotesi:

1. Non c'è modo di privilegiare un'inclinazione rispetto ad un'altra. Le survey di velocità radiale finora effettuate sono state eseguite su un campione di circa 1000 stelle di tipo solare (G-K) con magnitudine inferiore a 7.5 e spettri a sufficiente rapporto segnale/rumore ($S/N > 200$ [5]).
2. La distribuzione di massa presenta un massimo per $M_p \sin i < 1M_j$. Questo andamento è in contraddizione con l'ipotesi che tutti i Pianeti Extrasolari siano in realtà nane brune, essendo il metodo della velocità radiale maggiormente sensibile verso le grandi masse.
3. Se gli oggetti osservati fossero stelle invece che pianeti dovremmo poter osservare la loro emissione infrarossa. Un attento esame nell'infrarosso utilizzando ottiche adattive non ha rivelato la presenza di nane brune.
4. Il satellite per l'astrometria Hipparcos è in grado di rivelare lo spostamento causato dalla presenza di oggetti aventi $M \geq 40M_j$ e orbitanti a circa 1 U.A. stelle distanti fino a 20 pc. Nonostante

un'accurata analisi dei dati durata 8 anni non è stata trovata alcuna evidenza di spostamenti astrometrici dovuti alla presenza di nane brune [6].

5. Sono stati osservati due fenomeni di transito che, oltre a togliere ogni dubbio sulla natura planetaria dei candidati HD 209458³ e OGLE-TR-56b, confermano l'ipotesi dell'orientazione casuale delle orbite: la scoperta di 2 transiti planetari su un totale di circa 100 pianeti è in accordo con la statistica prevista (vedi eq. 2.10).

E' invece certamente vero che esiste un bias nei confronti di orbite molto inclinate rispetto alla sfera celeste, essendo in questi casi maggiore il valore di K .

Dall'equazione (2.1) si vede che il metodo della velocità radiale favorisce la rivelazione di sistemi con pianeti massivi su orbite vicine alla stella, quindi per la terza legge di Keplero con periodi brevi. Charamente la selezione verso sistemi con pianeti aventi periodi ridotti è dovuta anche ai lunghi tempi di osservazione richiesti per rivelare pianeti che compiono orbite molto distanti dalla stella centrale; ecco perchè finora la ricerca di Pianeti Extrasolari col metodo della velocità radiale ha portato alla scoperta di oggetti con periodi non superiori a circa 14 anni.

Spettroscopia

Per osservare la variazione della velocità radiale si analizza lo spettro di assorbimento della stella; dallo spostamento Doppler delle righe presenti si deduce K . Le righe usate per osservare lo spostamento Doppler dipendono dalla particolare stella osservata; generalmente per stelle ad elevata metallicità, quali quelle usate per survey di velocità radiale, si osservano alcune righe di emissione degli ioni Fe I, Fe II e Cr I.

La difficoltà di questo metodo risiede nella elevata precisione strumentale richiesta: l'influenza di Giove sul Sole si traduce in $K_{\odot}^J = 12.5 \text{ m s}^{-1}$ in un periodo di 11.9 anni, mentre per la Terra si ha che $K_{\odot}^{\oplus} \simeq 0.08 \text{ m s}^{-1}$; misurare lo spostamento Doppler dovuto a $K \sim 12 \text{ m s}^{-1}$ significa misurare una variazione di 1/1000 della larghezza tipica delle righe spettrali ($\sim 10^{-4} \text{ \AA}$) [7]. E' quindi necessaria la combinazione di un'alta risoluzione spettrale, di un elevato rapporto segnale/rumore ($S/N > 200$ [5]) e di un numero elevato di righe nello spettro per poter raggiungere la precisione utile ad evidenziare la presenza di un pianeta. Questo metodo viene usato per monitorare campioni di stelle non

³HD 209458 : scoperto con il metodo della velocità radiale e confermato usando tecniche fotometriche.

pulsanti (cioè che non presentano variazioni intrinseche della velocità radiale) e che hanno nel loro spettro molte righe di assorbimento: le stelle solitamente scelte sono di tipo $F-K$ e in letteratura vengono dette “stelle di tipo solare”.

Mantenere la precisione richiesta per i lunghi tempi necessari alla rivelazione di Pianeti Extrasolari significa risolvere due problemi fondamentali:

1. La velocità di riferimento (il punto zero della misura) deve essere molto stabile. Ogni variazione di questa velocità si ripercuote sulla misura dell'effetto Doppler.
2. La posizione del fotocentro della stella sullo spettrografo deve essere stabile tra una misura e l'altra. Una piccola variazione della posizione si traduce in uno spostamento delle righe spettrali sul rivelatore (CCD) e quindi in uno spostamento Doppler apparente che compromette la misura.

Attualmente sono utilizzate due tecniche principali per superare queste difficoltà e raggiungere precisioni inferiori ai 10 m s^{-1} su una scala temporale di diversi anni: la tecnica detta del “Torio Simultaneo” e quella con “Cella a Iodio”.

Nella prima si utilizza uno spettrografo di tipo echelle ad alta risoluzione in cui la luce arriva passando attraverso due fibre ottiche, una che focalizza la luce proveniente dalla stella e l'altra la luce di una lampada di calibrazione al Torio-Argon (ThAr). Questa lampada fornisce molte righe spettrali in emissione che costituiscono sullo spettrografo un riferimento utile a seguire i “movimenti di deriva” dello spettro sulla CCD dovuti alle variazioni locali di temperatura e pressione (e quindi indice di rifrazione).

Le variazioni di velocità per le righe di calibrazione sono monitorate per poi correggere la stima della velocità radiale della stella, avendo costruito le due fibre ottiche in modo da avere gli stessi cammini ottici all'interno dello strumento. La funzione di correlazione (CCF) è ottenuta dalla Cross-Correlation dei due spettri [8]:

$$C_{fg}(x) = \int_{\text{Spettro}} f^*(u)g(u+x) du \quad (2.4)$$

utilizzando degli algoritmi numerici appropriati (dipendenti dal tipo di stella osservata). La velocità radiale viene ricavata dal minimo della funzione di correlazione.

Nella tecnica con “Cella a Iodio” si pone lungo il cammino ottico della luce stellare una cella contenente Iodio a temperatura e pressione

fissati in modo che le righe di assorbimento del gas siano presenti sullo spettro della stella e consentano una precisa calibrazione. L'effetto Doppler viene poi stimato confrontando lo spettro composito con degli spettri di riferimento della stella e dello Iodio ad elevato rapporto segnale/rumore. Essendo il cammino ottico della luce e della calibrazione lo stesso il metodo è molto poco dipendente dalle variazioni delle condizioni dell'apparato sperimentale. Tuttavia rispetto al metodo del Torio Simultaneo è necessario avere un flusso 10 volte maggiore, dovuto alla richiesta di spettri ad alto segnale/rumore e al fatto che lo spettro dello Iodio assorbe direttamente la luce dal flusso stellare.

Risoluzione del metodo della velocità radiale

- Nel visibile la tecnica del ThAr simultaneo viene utilizzata sugli spettrografi ELODIE (Telescopio OHP da 193 cm, Francia) e CORALIE (Telescopio Euler da 120 cm, La Silla) che con una risoluzione ($R \equiv \lambda/\Delta\lambda$) di 42000 e 50000 rispettivamente raggiungono precisioni di 8-10 m s⁻¹ e 5-7 m s⁻¹ nella misura di velocità radiali [7].
- La tecnica della Cella a Iodio viene utilizzata con spettrografi echelle montati su grandi telescopi come UVES (Very Large Telescope) e HIRES (Keck). La precisione raggiunta sulla determinazione della velocità radiale è ≤ 5 m s⁻¹. Lo stato dell'arte in fatto di misure di velocità radiale risulta essere ~ 3 m s⁻¹ [5].

Limiti del metodo della velocità radiale

La variazione della velocità radiale di una stella può avere cause diverse dalla presenza di un pianeta. Una tale variazione può essere dovuta a movimenti della fotosfera indotti da pulsazione o da altri fenomeni legati all'attività stellare come macchie superficiali o altre inomogeneità convettive.

L'entità di questi fenomeni in termini di variazione apparente della velocità radiale può essere anche dell'ordine di diverse decine di metri al secondo e mascherare l'effetto dovuto alla presenza di un pianeta [9]. Ancora l'eventuale carattere periodico di questi fenomeni, come ad esempio macchie persistenti su una stella in rotazione, può provocare una deformazione delle righe spettrali e simulare la presenza di un pianeta. Rilevanti sono i casi di HD166435 e di HD192263 [10]; in particolare per HD 192263 uno studio indipendente di due gruppi ([11], [12]) utilizzando il metodo della velocità radiale aveva portato alla scoperta di un pianeta di massa 0.75 M_J sin *i* con un periodo orbitale di

circa 24 giorni. Uno studio più approfondito utilizzando tecniche fotometriche e spettrofotometriche ad alta precisione ha evidenziato una variazione periodica di circa 24 giorni del flusso fotometrico stellare e di circa 12 giorni dei flussi di emissione di alcuni ioni. Sono state osservate le righe Ca II H e K, molto indicative nelle stelle di tipo solare per monitorare fenomeni turbolenti della cromosfera, in particolare getti di materia [10]. Questo ha suggerito che l'attività superficiale della stella, modulata dalla rotazione, fosse la reale causa dello spostamento Doppler osservato.

E' quindi indispensabile uno studio approfondito della stella o quantomeno un controllo a posteriori seguendo alcuni criteri prima di poter affermare con certezza di aver osservato un Pianeta Extrasolare; in particolare per poter accettare l'ipotesi planetaria si richiede:

- *Stabilità della fase* nelle variazioni di velocità radiale. La stabilità è insufficiente nel caso di fenomeni locali della superficie stellare (vita media delle macchie stellari tra 10 e 100 giorni).
- *Assenza di variabilità fotometrica*. La variabilità fotometrica è indotta dalla maggior parte dei fenomeni intrinseci. L'occultazione della stella da parte del pianeta, cioè un fenomeno di transito, è però riconoscibile da un carattere molto stabile dei parametri di variabilità fotometrica e da una curva di luce abbastanza caratteristica.
- *Stabilità della forma delle righe spettrali*. L'asimmetria delle righe è un indicatore efficace dell'origine intrinseca di una variazione di velocità radiale; tuttavia osservare caratteristiche fini delle righe spettrali non sempre è possibile essendo necessario avere spettri ad alta risoluzione e ad alto segnale/rumore.

2.1.2 Metodo Astrometrico

Il metodo consiste nel misurare lo spostamento di una stella sulla sfera celeste dovuto alla presenza di un Pianeta.

Nel suo moto attorno al baricentro del sistema la stella percorre un'orbita che, proiettata sul piano perpendicolare alla linea di osservazione, risulta essere un'ellisse avente semiassse maggiore di dimensioni angolari:

$$\theta = \frac{M_p}{M_*} \frac{a}{d} \quad (2.5)$$

dove a è il semiasse maggiore dell'orbita della stella in U.A.⁴ e d è la distanza tra la stella e l'osservatore misurata in Parsec⁵.

Dall'equazione (2.5) e dalla terza legge di Keplero (2.2) si deduce che questo metodo è complementare a quello della velocità radiale, essendo più sensibile a periodi orbitali relativamente lunghi, superiori a 1 anno; inoltre l'astrometria, a differenza del metodo della velocità radiale, può essere applicata anche a stelle in rapida rotazione e molto attive.

L'effetto di Giove sul Sole visto da una distanza di 10 pc si tradurrebbe in uno spostamento di 500 microarcosecondi (μas), mentre per la Terra dopo un periodo di osservazione di 1 anno si evidenzerebbe uno spostamento di soli 0.3 μas ; la precisione richiesta da questo metodo per poter osservare qualche Pianeta Extrasolare è quindi dell'ordine del miliardesimo e attualmente può venire raggiunta solo alle lunghezze d'onda dell'ottico e del radio.

E' importante sottolineare che con questa tecnica talvolta è possibile ricavare direttamente M_p piuttosto che $M_p \sin i$; ciò avviene quando a viene ricavato mediante misure spettroscopiche e d dalla parallasse della stella (avendo accuratamente sottratto il moto attorno al baricentro del sistema stella-pianeta) e M_* sia stimato dal tipo spettrale o da modelli evolutivi. Per sistemi planetari multipli questo metodo può fornire l'inclinazione delle varie orbite e quindi l'eventuale coplanarità; questo è molto importante a livello teorico come verifica di modelli di formazione planetaria.

Risoluzione del metodo astrometrico

Nel Radio si raggiungono precisioni del miliardesimo utilizzando l'interferometria (VLBI, Very Long Baseline Interferometry) per osservare stelle che emettono a queste lunghezze d'onda in seguito a fenomeni di accelerazione di elettroni in campi magnetici; il campione di stelle osservabili con questo metodo è molto piccolo.

Nell'ottico il problema maggiore è dovuto alla presenza dell'atmosfera che limita notevolmente la capacità risolutiva. In assenza di tecniche interferometriche da terra non si può ottenere una precisione migliore di qualche miliardesimo.

Le misure astrometriche risultano più accurate se eseguite dallo spazio: Hipparcos rappresenta ad oggi l'unico satellite spaziale per l'astrometria. In questa missione è stata misurata la posizione di oltre 120000 stelle con una precisione di 1 mas. Nessun nuovo pianeta è stato sco-

⁴1 U.A. $\simeq 1.5 \times 10^8$ km

⁵1 pc = 3.1×10^{13} km

perto e il contributo di Hipparcos alla ricerca di Pianeti Extrasolari è stato quello di confermare e migliorare la stima delle masse per alcuni sistemi planetari già conosciuti.

Limiti del metodo astrometrico

Un limite di questo metodo è certamente legato alla necessità di lunghi periodi osservativi per rivelare un pianeta. Nel caso di Giove sarebbe necessario monitorare il Sole per almeno 12 anni, cioè la durata di un periodo, prima di poterne accettare la presenza. Per accorgersi anche degli altri pianeti, nell'ipotesi di avere una risoluzione sufficiente, sarebbero necessari periodi di osservazione molto più lunghi.

Sebbene siano in programma missioni spaziali per l'astrometria con elevata risoluzione angolare ($< \mu as$), il limite ultimo per questa tecnica è rappresentato dalla non uniformità della luminosità superficiale del disco stellare: macchie più vaste dell'1% della superficie del Sole causano uno spostamento $> 0.5\%$ del centro apparente di luminosità [13] che non può essere distinto da uno spostamento reale attorno al baricentro stella-pianeta. Poiché la Terra causa uno spostamento del Sole intorno al baricentro di circa 500 km [7] (pari a 0.03% del disco stellare) ne risulta che con questa tecnica, pur avendo risoluzioni molto più elevate di quelle attualmente disponibili, osservare Pianeti Extrasolari di tipo terrestre necessiterà di uno studio molto complesso dell'attività della stella; questo è necessario onde evitare di attribuire alla presenza di un pianeta uno spostamento apparente del centro di luminosità dovuto alla visibilità di macchie stellari modulata dalla rotazione della stella.

2.1.3 Pulsar Timing

Le Pulsars sono stelle di neutroni in rapida rotazione che presentano degli intensi campi magnetici. Questi oggetti si sono formati in seguito al collasso del nucleo centrale di stelle massive durante la fase esplosiva di Supernova. Le Pulsars emettono fasci collimati di onde radio nella direzione parallela all'asse di dipolo magnetico; nel caso delle Pulsars osservate dalla Terra questo asse non coincide con l'asse di rotazione e punta nella direzione dell'osservatore producendo una sorta di effetto faro. L'osservazione delle masse di un campione di Pulsars mostra che $M_{Pulsar} \sim 1.4 M_{\odot}$.

Ci sono due classi di Pulsars:

- Normal Pulsars, con periodi di rotazione ~ 1 s.
- Millisecond Pulsars, con periodi di rotazione di qualche ms.

Queste ultime sono molto più rare e si sono formate in seguito al trasferimento di massa e momento angolare da una stella compagna; le Millisecond Pulsars hanno un periodo di rotazione, oltre che molto breve, molto stabile nel tempo, dell'ordine di 10^{-19} s s^{-1} rispetto a 10^{-15} s s^{-1} per le Normal Pulsars [14].

Equazioni fondamentali

La presenza di un Pianeta attorno ad una Pulsar si traduce in una variazione dei tempi di arrivo degli impulsi emessi. Il movimento attorno al centro di massa della stella fa sì che i segnali presentino un piccolo ritardo nell'arrivo se la Pulsar si allontana dall'osservatore e un anticipo se la Pulsar si avvicina. Questa variazione, dovuta al diverso cammino della luce, non è risolvibile senza un riferimento temporale stabile che è invece fornito dalla rotazione delle Millisecond Pulsars.

Per un'orbita circolare perpendicolare al piano del cielo e una Pulsar di massa $1.4 M_{\odot}$ l'ampiezza totale del ritardo su un periodo è:

$$\tau_p = 1.2 \left(\frac{M_p}{M_{\oplus}} \right) \left(\frac{P}{1 \text{ anno}} \right)^{2/3} \text{ ms} \quad (2.6)$$

Risoluzione del Pulsar Timing

Grazie alla stabilità intrinseca delle millisecond Pulsars e alla precisione delle misure nel dominio della radioastronomia si può apprezzare una variazione nella frequenza d'arrivo degli impulsi dell'ordine di $\Delta\nu/\nu \simeq 10^{-11}$, che in termini di velocità radiale della Pulsar equivale a circa 1 cm s^{-1} e quindi permette di rivelare Pianeti con masse inferiori a quelle della Terra (effetto del nostro Pianeta sul Sole ~ 8 cm s^{-1}).

Limiti del Pulsar Timing

Il limite maggiore di questo metodo sta nel campione molto ristretto di millisecond Pulsars conosciute (dell'ordine di qualche decina).

2.2 Metodi Fotometrici

2.2.1 Metodo del Transitio

Il metodo concettualmente più semplice per la ricerca di Pianeti Extrasolari è quello del Transitio Fotometrico.

Il disco di una stella può essere parzialmente eclissato da un pianeta provocando una variazione temporanea della luminosità dell'astro. Affinchè possa avvenire un fenomeno di transitio davanti al disco stellare è

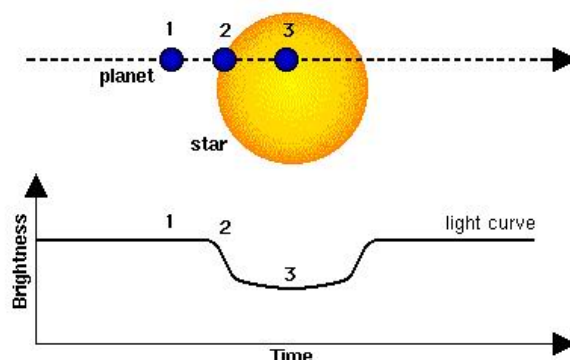


Figura 2.2: Schema concettuale del metodo del Transito Fotometrico

necessario un allineamento dell'orbita con la direzione dell'osservatore: l'angolo i tra il piano dell'orbita e la tangente alla sfera celeste deve essere molto vicino a 90° .

Equazioni fondamentali

Le osservabili del metodo fotometrico sono la variazione di luminosità ΔL , la durata del transito τ e il periodo dell'orbita P :

$$\frac{\Delta L}{L_*} \simeq \left(\frac{R_p}{R_*} \right)^2 \quad (2.7)$$

Nell'equazione (2.7) compaiono il raggio del pianeta R_p e quello della stella R_* , questa relazione è approssimata poichè si assume una luminosità uniforme del disco stellare. Se il valore di R_* può essere stimato dalla classificazione spettrale della stella, l'equazione fornisce il raggio del pianeta. Il rapporto $\Delta L/L_*$ per la Terra e Giove in transito davanti al Sole vale 8.4×10^{-5} e 1.1×10^{-2} rispettivamente.

La durata del transito è data da:

$$\tau = \frac{P}{\pi} \left(\frac{R_* \cos \delta + R_p}{a} \right) \quad (2.8)$$

dove δ è la latitudine del transito e a il semiasse maggiore dell'orbita. Per stelle di tipo solare $\tau = 13 \times (a/a_\oplus)^{1/2}$ ore [15].

Anche la massa della stella M_* può essere stimata con la classificazione spettrale o usando modelli evolutivi; dalla terza legge di Keplero (2.2) si ricava il valore di a ed è quindi possibile ricavare, tramite l'equazione (2.8), la latitudine δ del transito.

La minima inclinazione affinché si osservi ancora un fenomeno di transito è:

$$i_{min} = \arccos R_*/a \quad (2.9)$$

Ne segue che la probabilità di osservare un transito è piccola ed è data da:

$$p = \frac{R_*}{a} = \cos i_{min} \quad (2.10)$$

dove abbiamo usato l'ipotesi di orientamento casuale delle orbite; per $R_* \sim R_\odot$ e $a \sim 1$ U.A. risulta $p \sim 1\%$.

Risoluzione del metodo del transito

La fotometria da terra è limitata a circa $\Delta L/L_* = 0.67 \times 10^{-4}$ dalla presenza dell'atmosfera e lo stato dell'arte per misure fotometriche è attualmente di circa 10^{-3} [16]; in presenza dell'atmosfera non è quindi possibile rivelare pianeti delle dimensioni della Terra, mentre si possono osservare transiti di pianeti di tipo gioviano.

Molto più sensibile risulta essere la fotometria dallo spazio, che nei prossimi anni dovrebbe essere utilizzata da missioni quali KEPLER e GAIA permettendo di raggiungere risoluzioni sufficienti a rivelare Pianeti Extrasolari delle dimensioni della Terra.

Limiti del metodo del transito

Il limite maggiore del metodo risiede nella richiesta che il piano orbitale del sistema giaccia lungo la linea di vista. La probabilità di riuscire a osservare dei transiti planetari aumenta:

1. Osservando contemporaneamente un campione molto grande di stelle.
2. Preselezionando le stelle da osservare secondo alcuni criteri, come ad esempio scegliendo stelle il cui asse di rotazione sia perpendicolare al piano del cielo o sistemi binari a eclisse, assumendo la coplanarità binaria-pianeti [4].

Anche per la fotometria ad alta risoluzione vale quanto detto per l'astrometria: la variabilità intrinseca di una stella può rappresentare un limite molto difficile da superare senza un adeguato studio delle caratteristiche intrinseche della stella. Una variazione fotometrica intrinseca spesso ha infatti carattere periodico e può simulare la presenza di un transito. Lo studio spettroscopico e la scelta di un campione di stelle di cui già si conoscono le caratteristiche di variabilità sono indispensabili per poter accertare la validità di una scoperta.

2.2.2 Microlensing

Nelle lenti gravitazionali la luce proveniente da un oggetto lontano è focalizzata da un corpo massivo interposto tra l'osservatore e la sorgente. Questo effetto, previsto dalla Relatività Generale di Einstein, è stato osservato per la prima volta nel 1979 come un aumento temporaneo di luminosità di un Quasar dovuto al passaggio lungo la linea sorgente-osservatore di un oggetto massivo (lente). Negli eventi di lente gravitazionale si formano due immagini amplificate della sorgente che solo nel raro caso di un perfetto allineamento osservatore-lente-sorgente formano un anello (avente come asse di simmetria la direzione sorgente-osservatore) chiamato anello di Einstein. La scala temporale dei fenomeni di lente gravitazionale dipende dalle distanze della sorgente e della lente, nonché dalla velocità trasversa relativa; tipicamente si osservano eventi di lente della durata di qualche giorno.

Il termine Microlensing si riferisce ad eventi di lente gravitazionale che coinvolgono una stella sorgente ed un oggetto compatto, tipicamente un'altra stella, che fa da lente. In questo tipo di eventi la separazione angolare delle due immagini della sorgente non è risolvibile con gli strumenti a disposizione, tuttavia è sempre possibile osservare l'aumento della luminosità o lo spostamento del fotocentro. L'idea di utilizzare il Microlensing per la ricerca di Pianeti Extrasolari è dovuta a Mao e Paczynski [17]: la presenza di un pianeta attorno alla stella che fa da lente può comportare un difetto delle lenti gravitazionale, cioè un aumento di luminosità sovrapposto a quello atteso per l'evento di microlensing avente tempi scala molto minori, dell'ordine di qualche ora.

Equazioni fondamentali

Data la massa della lente M_L e le distanze dall'osservatore della lente D_L e della sorgente D_S , un evento di lente gravitazionale si caratterizza in termini del raggio dell'anello di Einstein

$$R_E \equiv \sqrt{\frac{4GM_L D}{c^2}} \quad (2.11)$$

$$D \equiv \frac{D_L(D_S - D_L)}{D_S} \quad (2.12)$$

e dell'amplificazione della lente

$$A(t) = \frac{u^2(t) + 2}{u(t)[u^2(t) + 4]^{1/2}} \quad (2.13)$$

$$u(t) = \frac{r_t(t)}{R_E} \quad (2.14)$$

dove $u(t)$ è la proiezione della distanza lente-sorgente sulla sfera celeste (r_t) in unità di R_E .

Il tempo caratteristico di un evento di microlente è dato da

$$t_E = \frac{R_E}{V_t} = 78 \left(\frac{M_L}{M_\odot} \right)^{1/2} \left(\frac{D}{10 \text{Kpc}} \right)^{1/2} \left(\frac{V_t}{200 \text{Kms}^{-1}} \right)^{-1} \text{giorni} \quad (2.15)$$

dove $V_t = \dot{r}_t$ è la velocità trasversale della lente relativa alla linea sorgente-osservatore.

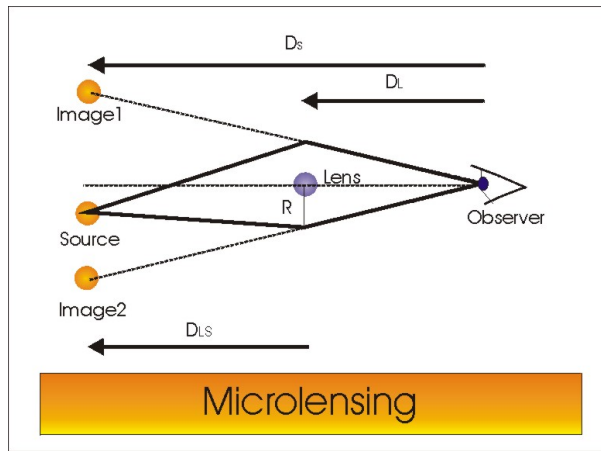


Figura 2.3: Microlensing

Dall'equazione (2.15) si osserva che quando $u(t) = 1$, cioè quando la posizione della sorgente è spostata di un raggio dell'anello di Einstein dalla linea lente-osservatore, l'amplificazione è massima e vale $A = 3/\sqrt{5} \simeq 1.342$; in termini di variazione della magnitudine apparente della sorgente si ha quindi un aumento di 0.32 magnitudini, facilmente osservabile con strumenti di dimensioni ridotte e senza ricorrere all'utilizzo di tecniche sofisticate come nel caso della misura di velocità radiale. Una volta osservato l'aumento di luminosità dovuto al microlensing si studia la curva di luce dell'evento ricercando i difetti della lente dovuti all'eventuale presenza di un pianeta. L'ulteriore amplificazione della sorgente in un fenomeno di microlensing da parte di un sistema planetario è massima se il pianeta si trova ad una distanza R_E dalla stella ospite e si può ancora osservare se il pianeta giace nella "lensing zone" tra 0.6 e 1.6 R_E [18]. Le caratteristiche principali di un tale fenomeno di perturbazione della lente sono date dal rapporto q tra le masse della stella e del pianeta che formano il sistema planetario e la proiezione d sulla sfera celeste della loro separazione. Misurando

la durata della perturbazione all'interno dell'evento di microlensing si può ricavare una stima di q [19]:

$$t_p \simeq t_E \sqrt{q} \quad (2.16)$$

Poichè l'orientazione e la fase dell'orbita del pianeta non sono generalmente conosciute, d fornisce solo informazioni statistiche sul valore del semiasse maggiore dell'orbita.

Tempi scala tipici per eventi caratterizzati da stelle sorgenti nell'alone galattico e lenti situate a circa la metà della distanza sorgente-osservatore sono:

- 1 mese per $M \sim M_\odot$
- 1 giorno per $M_p \sim M_J$
- 1 ora per $M_p \sim M_\oplus$

Il primo caso considera un difetto di Microlensing causato dalla presenza di una stella compagna della lente, cioè un sistema binario.

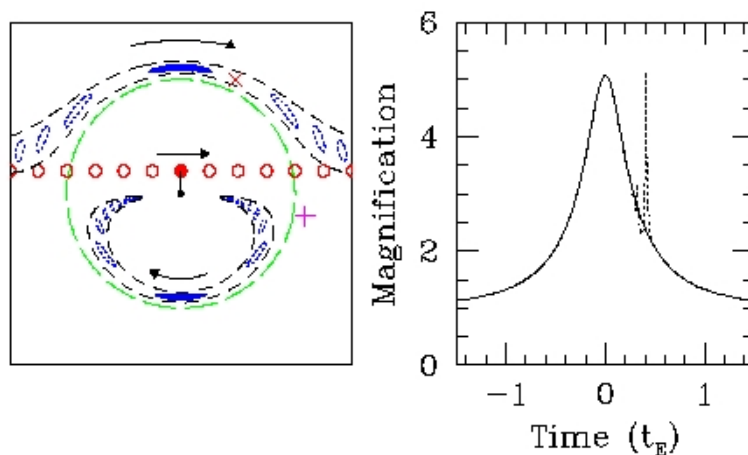


Figura 2.4: In un evento di Microlensing l'immagine della sorgente subisce un'amplificazione ed una distorsione. Nella figura di sinistra si osserva l'evoluzione dell'immagine della sorgente in un tipico evento di Microlensing: il passaggio della lente (leggermente sopra il centro della figura) amplifica e divide l'immagine della sorgente che descrive due differenti percorsi dentro e fuori l'anello di Einstein (il cerchio tratteggiato centrato nella sorgente). Nella figura di destra si osserva una tipica curva di luce di un evento di Microlensing: il difetto della lente, dovuto alla presenza di un oggetto orbitante come un pianeta, si traduce in un momentaneo ed ulteriore aumento della luminosità (il picco secondario tratteggiato).

Un evento di Microlensing gravitazionale richiede un allineamento molto buono tra sorgente e lente: la probabilità di avere una situazione di questo tipo è dell'ordine di $(R_E/\delta)^2$ dove δ è la proiezione sul piano celeste della distanza media tra due stelle di fondo. Questa probabilità è molto piccola, circa 10^{-6} , ed è per questo che si osservano contemporaneamente milioni di stelle.

Un evento di Microlensing gravitazionale può facilmente essere distinto da variazioni di luminosità intrinseche della sorgente: la curva di luce di un evento di Microlensing è infatti acromatica, cioè non presenta selezione nella deviazione di fotoni a diverse lunghezze d'onda, ed altamente simmetrica, a differenza di quella causata da variazioni intrinseche della luminosità stellare [20].

Oltre ad una manifestazione fotometrica (Photometric Microlensing) i fenomeni di Microlensing sono associati anche a variazioni astrometriche della sorgente (Astrometric Microlensing). Le due immagini create dalla lente gravitazionale (un anello solo se l'allineamento è perfetto) sono generalmente non risolte, tuttavia la posizione del fotocentro apparente della sorgente risulta spostarsi durante il fenomeno; lo spostamento è tipicamente della frazione di milliarcosecondo e ad oggi non è ancora stato possibile osservare fenomeni di Astrometric Microlensing. Diversamente sono stati osservati centinaia di fenomeni di microlente fotometrica anche se per nessuno di questi è stato possibile determinare in modo non ambiguo la presenza di un pianeta.

Risoluzione del metodo di Microlensing

Il vantaggio principale di questo metodo sta nel fatto che si osserva la luce di una stella visibile molto lontana (tipicamente nell'alone galattico) che viene eventualmente amplificata dal passaggio di un sistema planetario lungo la direzione di osservazione; l'amplificazione avviene anche se la lente è invisibile da terra, cioè non dipende in prima approssimazione dalla luminosità del sistema che fa da lente: in questo modo è possibile osservare sistemi planetari a distanze molto grandi, anche di qualche migliaia di parsec. Un altro vantaggio di questa tecnica sta nel fatto che è sensibile a pianeti con semiassi maggiori grandi senza bisogno dei lunghi tempi osservativi, corrispondenti al periodo del pianeta, richiesti dalla maggior parte degli altri metodi. Inoltre è importante sottolineare come, essendo la durata della perturbazione proporzionale a \sqrt{q} (e non a q come negli altri metodi), sia possibile estendere la sensibilità del metodo verso masse piccole ($M_p < M_J$).

Limiti del metodo di Microlensing

A causa dell'impossibilità di conoscere la configurazione dell'orbita del pianeta rispetto all'osservatore il metodo consente di ricavare soltanto una stima del rapporto delle masse del pianeta e della stella attorno a cui orbita.

Un grosso limite intrinseco al metodo è l'impossibilità di selezionare il bersaglio poichè è possibile osservare i fenomeni di Microlensing solo quando si presenta un allineamento sorgente-lente. Inoltre una volta osservato il fenomeno ed eventualmente rivelato un pianeta sarà poco probabile poter ripetere l'osservazione e confermare la scoperta.

2.3 Imaging

Il metodo di Imaging è il metodo più diretto di eseguire osservazioni; consiste nel cercare di rivelare il Pianeta come una sorgente puntiforme di luce riflessa (risolvere il disco planetario è un obiettivo molto ambizioso che sarà forse raggiunto da future missioni spaziali come DARWIN, TPF e PLANET IMAGER. Vedi 4.2.2). Un pianeta orbitante attorno una stella con luminosità L_* avrà una luminosità L_P che dipende dalla lunghezza d'onda λ , dal raggio planetario R_P e dalla dimensione dell'orbita a :

$$\frac{L_P}{L_*} = p(\lambda, \alpha) \left(\frac{R_P}{a} \right)^2 \quad (2.17)$$

dove $p(\lambda, \alpha)$ è una funzione che tiene conto dell'inclinazione dell'orbita rispetto al piano del cielo e delle proprietà di scattering dell'atmosfera planetaria; α rappresenta la distanza angolare del pianeta dalla stella. Risulta $(L_P/L_*) \sim 10^{-9}$ per Giove e il Sole osservati da una distanza di 5 pc (separazione di 1 secondo d'arco⁶); inoltre il segnale del pianeta si trova nel profilo di diffrazione del telescopio ($\lambda/D \simeq 0.02$ as a $\lambda = 500$ nm per un telescopio di 5 m) e nel profilo di seeing creato dalla rifrazione atmosferica, dell'ordine di 1 secondo d'arco. Risulta perciò impossibile la rivelazione di Pianeti Extrasolari mediante le usuali tecniche visuali.

Per riuscire a distinguere direttamente Pianeti Extrasolari bisogna utilizzare tecniche astrofisiche molto sofisticate con l'obiettivo di ridurre le dimensioni angolari dell'immagine stellare e aumentare il rapporto (2.17) tra L_P e L_* . A causa delle diverse temperature di Sole (6000° K) e Giove (128° K) esiste una zona nello spettro di emissione di corpo nero che favorisce di un fattore 10^5 il rapporto (2.17): questa zona cade nell'infrarosso a $\lambda \sim 20 \mu\text{m}$ (vedi figura 2.5). Risulta perciò

⁶1 arcosecondo = (1/3600)°

molto conveniente, quando lo strumento lo permette, lavorare a queste lunghezze d'onda usando tecniche interferometriche dallo spazio.

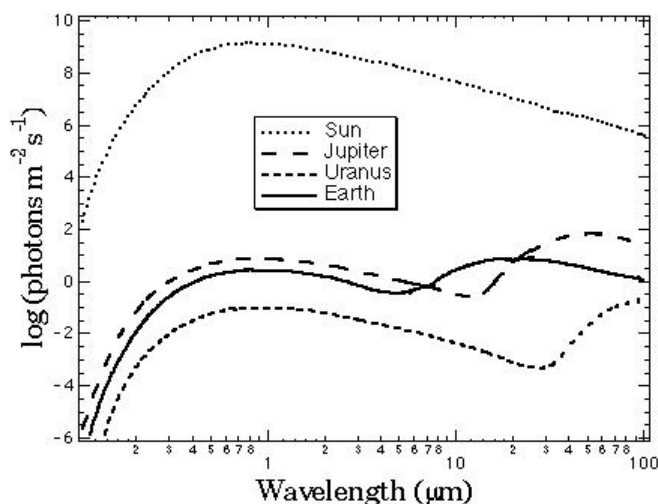


Figura 2.5: Emissione del Sole e di alcuni pianeti del Sistema Solare. Si vede come nell'infrarosso si abbia un aumento del flusso per i pianeti ed una diminuzione per il flusso del Sole; per questo motivo è conveniente, per osservare direttamente un sistema stella-pianeta, usare la finestra centrata a circa $20 \mu\text{m}$

Le seguenti tecniche permettono di avvicinarsi al limite diffrattivo λ/D dello strumento lavorando da terra, eliminando o aggirando il problema del rumore introdotto dalla turbolenza atmosferica.

2.3.1 Ottiche adattive

La tecnica consiste nella misura continua del fronte d'onda, deformato dall'atmosfera, di un oggetto di riferimento di cui si conosce già l'immagine. Attraverso il confronto del fronte d'onda atteso e di quello misurato si applica una deformazione equivalente ma opposta sullo specchio che è sottile e sostenuto da attuatori piezoelettrici che lavorano a frequenze di $\sim 1 \text{ kHz}$. Le misure di fluttuazione di fase solitamente vengono effettuate usando stelle di riferimento che possono anche essere create artificialmente utilizzando laser che eccitano lo strato di sodio presente nell'atmosfera a 95 Km .

2.3.2 Dark speckle

Questa tecnica sfrutta la presenza della turbolenza atmosferica: la lunghezza del cammino ottico dei raggi provenienti dall'oggetto osservato subisce variazioni casuali ad una frequenza di circa 1 kHz, di conseguenza può accadere che per 1 ms avvenga interferenza distruttiva per la luce della stella proprio dove si trova l'immagine del pianeta, rendendola evidente. Se la posizione dell'eventuale pianeta è conosciuta (o per lo meno stimata) si può fare in modo che avvenga interferenza distruttiva proprio nella zona di piano focale su cui ci si aspetta l'immagine del pianeta, rendendo più alta la probabilità di rivelazione.

2.3.3 Nulling interferometry

La tecnica consiste nel combinare la luce proveniente da due aperture separate da una certa distanza D su un piano focale introducendo uno sfasamento di π ad uno dei due raggi. Sia A_* l'intensità luminosa della stella, allora sul piano focale si ha:

$$A_* + A_* e^{i\pi} = 0$$

Per il pianeta con intensità A_p invece si ha che:

$$(A_p)_{totale} = A_p + A_p e^{i[\pi + \theta(\frac{D}{\lambda})]}$$

La distanza l può essere regolata in modo che $\pi + \theta(\frac{D}{\lambda}) = 2n\pi$ e quindi $(A_p)_{totale} = 2A_p \neq 0$, cioè la luce della stella è stata annullata, ma non quella del pianeta.

2.3.4 Risoluzione dei metodi di imaging

Tutte queste tecniche permettono di raggiungere il limite diffrattivo dello strumento. La risoluzione dipende quindi dall'apertura D e dalla lunghezza d'onda λ a cui si osserva e vale $\sim \lambda/D$.

La tecnica più utilizzata sui grandi telescopi è quella dell'ottica adattiva eventualmente accoppiata all'interferometria: al VLT (Very Large Telescope) in Cile e ai telescopi Keck alle Hawaii sono montate ottiche adattive, tuttavia ad oggi non è ancora possibile osservare direttamente l'immagine di un Pianeta Extrasolare.

Per quel che riguarda l'osservazione dallo spazio il Telescopio Spaziale Hubble (HST) è l'unico strumento disponibile in grado, in teoria, di fornire immagini di Pianeti Extrasolari. Nessuna immagine di Pianeti Extrasolari è stata osservata finora.

2.4 Altre tecniche

2.4.1 Tracce su dischi di polveri

Dischi protoplanetari

A differenza dei Pianeti Extrasolari ad oggi è abbastanza semplice osservare dischi protoplanetari: la loro emissione infrarossa è sufficiente affinché sia possibile la loro rivelazione anche con tecniche di Imaging [4] (Figura 2.6 e 4.6). Un tipico disco si estende per circa 1000 U.A. attorno alla stella centrale, con una superficie ordini di grandezza maggiore di qualsiasi pianeta. La superficie è particolarmente visibile alle lunghezze d'onda infrarosse, tra $2 \mu\text{m}$ e 1 mm; lo spettro è molto allargato rispetto a quello di singolo corpo nero a causa di una temperatura che varia tra circa 1000°K vicino alla stella fino a circa 30°K nei pressi del bordo esterno. L'osservazione ha dimostrato che i dischi protoplanetari sono piuttosto frequenti e le loro caratteristiche sembrano rispecchiare quelle previste per la nube protosolare.

Dischi sono stati osservati sia attorno a stelle giovani (tipo T Tauri) vicine a nubi di formazione stellare che a stelle più vecchie in regioni prive di gas (tipo β Pictoris); si pensa quindi che non tutte le stelle riescano a formare sistemi planetari, mantenendo il disco di polveri per tempi maggiori di 10^9 anni [4].

Dischi di polveri sono stati osservati nel radio e nell'infrarosso per più di 100 stelle entro 50 pc, la misura dello spostamento Doppler ha evidenziato che le strutture sono in rotazione. Utilizzando la camera NICMOS del telescopio spaziale Hubble sono state osservate numerose immagini di dischi protoplanetari.

Interazione Pianeta-Disco

La possibilità di risolvere nell'infrarosso strutture all'interno di dischi di polveri attorno a stelle può essere sfruttata per la ricerca di Pianeti Extrasolari.

La presenza di un pianeta può indurre una particolare configurazione, dipendente dal tempo, per le particelle del disco; questa configurazione si presenta macroscopicamente in una particolare struttura, dal cui studio si possono eventualmente ricavare la presenza e le caratteristiche del pianeta.

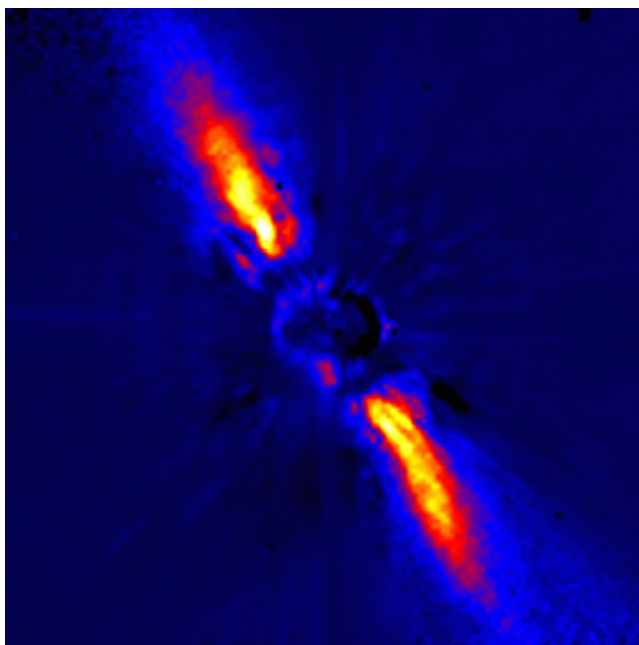


Figura 2.6: Disco di polveri attorno alla stella β Pictoris. ESO-VLT

2.4.2 Emissione radio da Pianeti Extrasolari

Giove ha un'intensa emissione di radiazione alla lunghezza d'onda di qualche decina di metri (Radiazione Decametrica), dovuta all'interazione magnetica con il satellite Io. Si pensa che Pianeti Extrasolari di tipo gioviano possano essere rivelati osservando nel radio una simile emissione di radiazione. Poichè Giove visto da una distanza di 10 pc ha un'emissione di circa 10 Jansky⁷, questo metodo può portare a una scoperta solo se il pianeta irraggia con intensità molto maggiore di quella di Giove.

Pianeti di tipo gioviano più grandi e vicini alla loro stella sono stati osservati con il metodo della velocità radiale (2.1.1), questo ha suggerito che pianeti giganti in orbite strette possano creare fenomeni di accoppiamento del loro campo magnetico con quello stellare; si verrebbero così a creare degli archi magnetici con conseguente accelerazione di particelle ed emissione di radiazione alle lunghezze d'onda del radio. L'evidenza osservativa di Superflares in stelle di sequenza principale (F-G) potrebbe essere una prova dell'esistenza di questi archi magnetici, anche se la connessione tra Superflares e Pianeti Extrasolari va ancora dimostrata [4].

⁷1 Jansky = 1 Jy = 10^{-26} W m⁻²Hz⁻¹

Sempre in analogia con i dati osservativi del Sistema Solare, si pensa di poter osservare radiazione di ciclotrone emessa da Pianeti Extrasolari. Pianeti con un campo magnetico abbastanza intenso interagiscono con il vento solare che crea una corrente ai bordi della magnetosfera, responsabile delle aurore (visibile) e di emissione di sincrotrone (radio). Supponendo verosimilmente che ci sia un analogo di questa interazione anche attorno ad altre stelle, la potenza dell'emissione radio per un pianeta orbitante una stella di tipo solare è:

$$P \sim w^{0.8} M^{1.3} d^{-1.6} \quad (2.18)$$

dove w è il periodo di rotazione, M la massa del pianeta e d la distanza dalla stella.

I flussi attesi sono di qualche milliJansky, molto al di sotto della sensibilità degli strumenti disponibili. Tuttavia la presenza di venti stellari più veloci di quello solare potrebbe aumentare di diversi ordini di grandezza l'emissione rendendola rivelabile.

Finora con questo metodo non è stato osservato nessun candidato extrasolare.

2.4.3 Emissione di Onde Gravitazionali da Pianeti Extrasolari

Riportiamo la proposta che pianeti giganti orbitanti vicino alla loro stella possano emettere Onde Gravitazionali di ampiezza sufficiente per essere osservate [21].

Sebbene questo effetto non possa essere considerato un metodo per la scoperta di Pianeti Extrasolari rimane di grande interesse per l'astrofisica gravitazionale.

Nell'ipotesi di orbita circolare il pianeta emette onde gravitazionali ad una frequenza doppia rispetto a quella orbitale:

$$\sigma^{GW} = 2\sigma_k = 2\sqrt{GM/a^3} \quad (2.19)$$

dove $M = M_* + M_p$; l'ampiezza dell'onda gravitazionale è data da:

$$h_Q = \frac{4\sqrt{2}}{\sqrt{15}} \frac{GM_p}{c^4 d} (\sigma_k a)^2 \propto \frac{M_p(M_p + M_*)}{d a} \quad (2.20)$$

dove d è la distanza del sistema planetario dall'osservatore.

Nel caso in cui l'orbita sia eccentrica l'emissione avviene a frequenze multiple di σ_k e maggiore è e , maggiore è il numero di frequenze equispaziate in cui si divide il segnale, diventando sempre più difficile da rivelare [22].

L'ampiezza delle onde gravitazionali emesse da Pianeti Extrasolari giganti è esigua ed è stata calcolata per alcuni pianeti scoperti col metodo della velocità radiale: il pianeta con l'emissione più intensa è HD 283750 per cui risulta $h \sim 10^{-23}$ alla frequenza $\nu \sim 10^{-5}$ Hz. Se il pianeta è abbastanza vicino alla stella è stato calcolato che la risonanza con i modi normali di oscillazione può in teoria aumentare l'emissione fino a $h \sim 10^{-22}$ anche per pianeti aventi massa dell'ordine di quella Gioviiana [21].

2.5 Confronto dei metodi di rivelazione

Le varie tecniche per la ricerca di Pianeti Extrasolari discusse hanno sensibilità che dipendono dai parametri dei sistemi extrasolari in maniera differente. In questo senso è molto importante confrontare tra loro i vari metodi in modo da poter ottimizzare le missioni future e coprire lo spettro più ampio possibile di valori dei parametri orbitali. Infatti solo avendo un campione osservativo completo sarà possibile formulare (o verificare) una teoria valida per la formazione e l'evoluzione planetaria.

2.5.1 Statistica delle scoperte

Fino ad oggi sono stati scoperti:

- 105 Pianeti Extrasolari
- 91 Sistemi Planetari
- 12 Sistemi multipli
- 2 Sistemi Planetari attorno a Pulsars.

I metodi che hanno permesso questi successi sono solo quattro:

- Il metodo della velocità radiale, con 103 Pianeti Extrasolari scoperti;
- Il metodo del transito, che ha permesso di individuare un Pianeta Extrasolare (Ogle Tr 56 b);
- Il metodo dello studio di un disco di polveri, che ha portato ad una scoperta (ϵ Eridani c);
- Il metodo della misura di frequenza da Pulsars, che ha permesso di individuare due sistemi extrasolari.

Lo studio fatto fino ad oggi con il metodo della velocità radiale ha portato alla scoperta di pianeti attorno a circa il 7% delle stelle osservate.

Per gli altri metodi una simile statistica non è ancora indicativa poichè le tecniche non sono ancora abbastanza sensibili e sviluppate da poter rendere certa la scoperta; così sebbene il progetto OGLE abbia osservato circa 122 transiti che potrebbero essere attribuiti a pianeti, soltanto una scoperta è stata annunciata. Lo stesso vale per numerosi fenomeni di Microlensing gravitazionale osservati, ancora in fase di studio e forse attribuibili alla presenza di pianeti.

2.5.2 Sensibilità dei vari metodi

Le prospettive di ricerca per il futuro puntano molto sullo sviluppo delle principali tecniche finora discusse; in particolare vedremo nel Capitolo 4 che le missioni studiate per i prossimi anni faranno uso del metodo della velocità radiale, del transito, del metodo astrometrico e di Microlensing. In un futuro non immediato verranno intrapresi anche progetti osservativi per l'Imaging.

Ognuna di queste tecniche presenta una sensibilità differente al variare delle proprietà dei Pianeti Extrasolari; ne risulta che non esiste un metodo intrinsecamente superiore a tutti gli altri, ma ognuna delle tecniche sopra citate presenta una maggiore sensibilità ad una certa zona dello "spettro dei parametri orbitali" e solo lo sviluppo e l'utilizzo di tutte le tecniche potrà portare ad avere un campione completo di osservazioni per verificare i modelli teorici di formazione ed evoluzione dei Pianeti Extrasolari.

Metodo della Velocità Radiale

Dall'equazione (2.3) risulta che:

$$M_p \sin i \propto \sqrt{a} \quad (2.21)$$

In un grafico in scala LogLog di a e $M_p \sin i$ l'andamento della sensibilità del metodo è una retta con pendenza 1/2: la tecnica è sensibile alle grandi masse vicine alla stella, la sensibilità diminuisce all'aumentare del periodo. Inoltre la sensibilità del metodo non è influenzata dall'eccentricità, mentre presenta una selezione per sistemi molto inclinati rispetto alla sfera celeste. Necessitando di spettri ad alto rapporto segnale/rumore il metodo della velocità radiale rende possibile, con le attuali tecniche, la rivelazione di pianeti extrasolari entro qualche centinaio di anni luce.

Metodo del Transitio

Dall'equazione (2.7) si vede che la sensibilità del metodo non dipende dai parametri orbitali a ed e . La risoluzione fotometrica impone un limite inferiore sulla massa dei Pianeti Extrasolari che si possono scoprire con questo metodo. La durata delle survey osservative limita il dominio di a . La sensibilità del metodo non è influenzata dall'eccentricità.

Metodo Astrometrico

Dall'equazione (2.5) si ha che:

$$M_p/M_* \propto a^{-1} \quad (2.22)$$

Mentre il rapporto $q = M_p/M_*$ è determinato, la massa del pianeta dipende dall'angolo di inclinazione; in un grafico in scala LogLog di a e $M_p \sin i$ l'andamento della sensibilità del metodo è una retta con pendenza -1: il metodo astrometrico è in questo senso complementare a quello della velocità radiale. Come già detto l'astrometria non è ancora abbastanza sensibile per poter portare a qualche scoperta; le missioni future che scenderanno sotto 0.1 *mas* porteranno alla rivelazione di Pianeti Extrasolari più leggeri di Giove entro 50-200 *pc*, essendo la dipendenza dalla distanza del sistema extrasolare nella (2.5) tale da favorire sistemi extrasolari vicini.

Anche in questo caso la sensibilità del metodo non è influenzata al primo ordine dall'eccentricità.

Metodo di Microlensing

Questo metodo presenta delle caratteristiche di sensibilità molto diverse dalle tecniche precedenti: prima di tutto permette di rivelare sistemi extrasolari molto lontani, fino a decine di Kpc; in secondo luogo ha una curva di sensibilità che dipende (Vedi eq. 2.16) da \sqrt{q} ($q = M_p/M_*$), permettendo di scendere più facilmente verso pianeti meno massivi.

Come già accennato il Microlensing produce un picco secondario di amplificazione della sorgente che è massimo se $a \sim R_E$, ma è ancora visibile se il pianeta risiede nella Lensing-zone, cioè se vale approssimativamente la relazione $0.6R_E < a < 1.6R_E$. Questo si traduce in una finestra di sensibilità centrata a circa 4 U.a. avente l'andamento mostrato in figura 2.7 [19].

Imaging

Dall'equazione (2.17) si vede che la sensibilità del metodo è proporzionale ad a^{-2} e alle dimensioni della superficie del pianeta; la possibilità

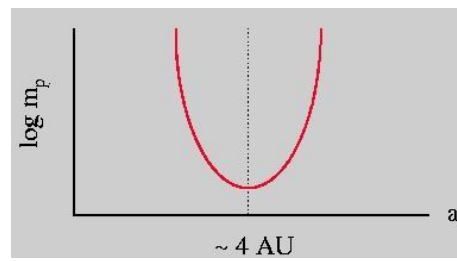


Figura 2.7: Curva di sensibilità per il metodo di Microlensing

di rivelare l'immagine di un Pianeta Extrasolare dipende anche dalle caratteristiche della superficie.

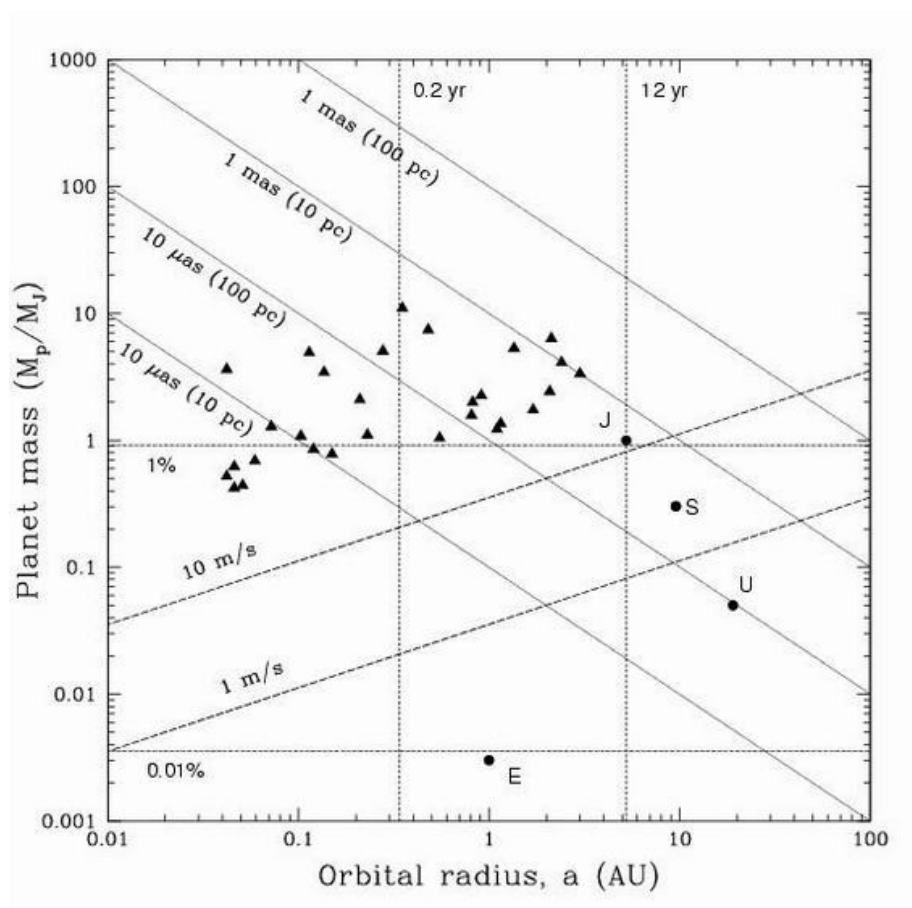


Figura 2.8: Il grafico mostra il differente andamento della sensibilità del metodo astrometrico, di velocità radiale e del transito fotometrico. In scala LogLog sono riportati il semiasse maggiore dell'orbita e la massa dei pianeti; i pianeti del Sistema Solare sono evidenziati con la loro iniziale, i triangoli rappresentano alcuni dei Pianeti Extrasolari finora scoperti. L'andamento del metodo astrometrico evidenzia la sensibilità crescente verso alti valori di a ($\propto a^{-1}$) mentre il metodo della velocità radiale è più sensibile a pianeti vicini alla loro stella. Il metodo del transito ha invece sensibilità costante al variare di a . Si vede come le attuali precisioni di circa un miliardosecondo (astrometria), di 3 m s^{-1} (velocità radiale) e 10^{-3} (fotometria) non permettano ancora di rivelare pianeti di tipo terrestre; il futuro della ricerca prevede il lancio di missioni spaziali per lo studio dei Pianeti Extrasolari che saranno in grado di rivelare anche pianeti delle dimensioni della Terra attorno ad altre stelle

Capitolo 3

Proprietà dei Pianeti Extrasolari

Le proprietà osservate per i 105 Pianeti Extrasolari finora rivelati sono diverse da quelle previste dai modelli teorici di formazione ed evoluzione del Sistema Solare.

Sia l'eccentricità elevata che la presenza di pianeti giganti in orbita molto vicini alla stella (Hot Jupiters) sono caratteristiche inattese dei sistemi extrasolari.

Da una prima analisi dei dati finora ottenuti si osserva anche una correlazione tra la massa ed il periodo dei Pianeti Extrasolari.

3.1 Distribuzione di massa minima

Il problema di ricavare la distribuzione di massa per i Pianeti Extrasolari è molto importante per la comprensione dei meccanismi di formazione dei sistemi planetari. Recentemente il confronto di tale distribuzione con quella delle compagne in sistemi binari ha suggerito che le due popolazioni abbiano avuto meccanismi di formazione simili, in contrasto con le attuali teorie che prevedono accrescimento per i planetesimi e frazionamento per le stelle [30].

L'andamento in figura 3.1 indica un aumento della frequenza per Pianeti Extrasolari con massa minima inferiore a $4M_j$, inoltre il basso numero di candidati aventi massa minima maggiore di $10M_j$ è in accordo con il limite teorico adottato di $13M_j$ per i Pianeti Extrasolari. La sensibilità del metodo della velocità radiale rende completo il campione per $M_p \sin i > 3M_j$ entro circa 3 U.A., mentre non si può considerare tale quello per $M_p \sin i < 1M_j$. L'andamento della distribuzione di massa minima per pianeti entro 3 U.A. è quindi certamente crescente a partire da $10 M_j$ almeno fino a masse dell'ordine di quella di Giove.

La distribuzione dei cosiddetti "Low-Mass Secondaries", cioè delle

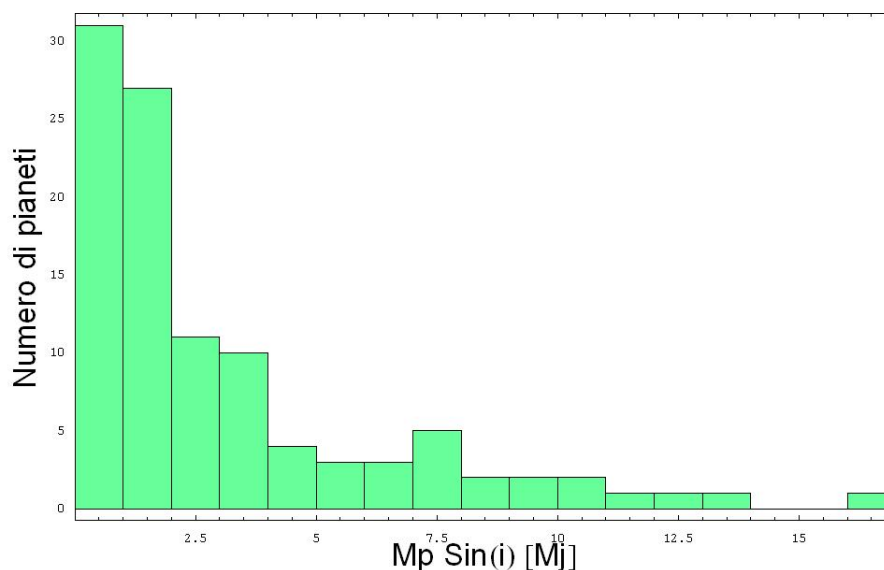


Figura 3.1: Distribuzione di massa minima per i Pianeti Extrasolari. Il bin usato è $1 M_j$, i dati per questo istogramma provengono da [1] e [26]

Nane Brune e delle stelle compagne a minor massa in sistemi binari, presenta pochissimi oggetti nella zona compresa tra $13M_j$ e $80M_j$ che è stata battezzata “Deserto delle Nane Brune” [4]. Come già detto le popolazioni ai bordi di questa zona presentano un andamento molto simile.

Il problema fondamentale nello studio della distribuzione delle masse è il fatto che la misura della velocità radiale fornisce solo la massa minima che il pianeta può avere, quindi la figura 3.1 non rappresenta la ricostruzione della funzione di massa, ma la ricostruzione di un'altra funzione legata a questa tramite una distribuzione di probabilità. Nei prossimi paragrafi è descritta la tecnica di ricostruzione della funzione di massa dalle osservazioni.

3.2 Ricostruzione della distribuzione di massa

3.2.1 Il problema della deconvoluzione

Si vuole stimare la distribuzione di frequenza $\Psi(\xi')$ avendo a disposizione un set finito di osservazioni x'_1, x'_2, \dots, x'_N di una popolazione, supposta infinita, caratterizzata non da $\Psi(\xi')$ ma da:

$$\phi(x) = \int \Psi(\xi) P(x | \xi) d\xi \quad (3.1)$$

dove $P(x | \xi) d\xi$ è la probabilità che $x' \in (x, x + dx)$ quando $\xi' = \xi$.

Le uniche informazioni che abbiamo a priori su $\Psi(\xi')$ è che, essendo una distribuzione, deve valere:

$$\int \Psi(\xi) d\xi = 1 \quad \Psi(\xi) \geq 0 \quad (3.2)$$

In generale l'equazione (3.1) non è di facile risoluzione analitica; nel nostro caso la probabilità $P(x | \xi) d\xi$ è una funzione che origina, oltre che dall'errore delle misure di velocità radiale, dal fatto che non conosciamo l'inclinazione delle orbite dei Pianeti Extrasolari. Usando l'ipotesi che i piani delle orbite siano inclinati casualmente questa funzione è stata già ricavata per studiare il problema dell'osservazione di stelle binarie spettroscopiche, che differisce dal nostro problema solo per il valore di q (un sistema Stella-Pianeta è un sistema binario con $q \ll 1$):

$$P(x | \xi) = \frac{x}{\xi \sqrt{\xi^2 - x^2}} H(\xi - x) \quad (3.3)$$

$H(y)$ è la funzione di Heaviside:

$$H(y) = \begin{cases} 1 & \text{se } y \geq 0 \\ 0 & \text{se } y < 0 \end{cases}$$

In questo caso l'equazione (3.1) si riduce ad un'equazione integrale di Abel.

Per risolvere il problema si può approssimare l'integrale ad una sommatoria:

$$\phi_i = \sum_{j=1}^J P_{ij} \Psi_j$$

dove $\phi_i = \phi(x_i) \Delta x$, $\Psi_j = \Psi(\xi_j) \Delta \xi$ e $P_{ij} = P(x_i | \xi_j) \Delta x$.

Si richiede poi che valga

$$\phi_i = \tilde{\phi}_i \equiv n(x_i)/N$$

dove $n(x_i)/N$ è la frazione del campione osservativo contenuta nell'intervallo $(x_i - 1/2 \Delta x, x_i + 1/2 \Delta x)$.

Si ottiene così il sistema di equazioni lineari:

$$\sum_{j=1}^J P_{ij} \Psi_j = \tilde{\phi}_i \quad i = 1, 2, \dots, I \quad (3.4)$$

Sfortunatamente questo approccio, anche se il numero N di osservazioni è abbastanza elevato, non porta a dei risultati soddisfacenti; in

particolare la Ψ_j non presenta evidenze di continuità e talvolta viola la condizione $\Psi_j \geq 0$. Questo comportamento è dovuto al metodo utilizzato per deconvolvere la distribuzione: la relazione (3.1) ci dice che in generale $\phi(x)$ è una funzione più regolare di $\Psi(\xi)$, ne segue che risolvendo le equazioni (3.4) per Ψ si amplifica molto l'errore, dovuto alla misura, su $\tilde{\phi}$ e di conseguenza la distribuzione che si ottiene è irregolare.

In pratica il metodo di deconvoluzione usato è sensibile a *variazioni ad alta frequenza* in $\tilde{\phi}$.

Un altro approccio sfrutta la soluzione esatta dell'equazione integrale di Abel. Anche in questo caso però la deconvoluzione resta troppo sensibile al rumore statistico che si amplifica e rende discontinua la stima di $\Psi(\xi)$.

Per ovviare al problema sono stati elaborati due approcci:

1. Il primo è applicare un Optimal Smoothing alla funzione $\tilde{\phi}_i$, cioè renderla più regolare e poi risolvere il sistema (3.4);
2. Il secondo è utilizzare l'algoritmo di Lucy-Richardson.

Poichè rendere più regolare la $\tilde{\phi}_i$ significa eseguire la convoluzione con un'altra funzione opportuna, la deconvoluzione di $\Psi(\xi)$ ripresenta lo stesso inconveniente.

Nei prossimi paragrafi verrà presentato l'algoritmo di Lucy-Richardson.

3.2.2 Teorema di Bayes

Sia $Q(\xi | x) d\xi$ la probabilità che $\xi' \in (\xi, \xi + d\xi)$ quando $x' = x$. La probabilità che $x' \in (x, x + dx)$ e $\xi' \in (\xi, \xi + d\xi)$ può essere scritta sia come:

$$P(x | \xi) Q(\xi | x) d\xi dx \quad \text{cioè} \quad \phi(x) Q(\xi | x) d\xi dx$$

che come:

$$\Psi(\xi) P(x | \xi) dx d\xi$$

eguagliando le ultime due espressioni e sostituendo la (3.1) si ottiene:

$$Q(\xi | x) = \frac{\Psi(\xi) P(x | \xi)}{\int \Psi(\xi) P(x | \xi) d\xi} \quad (3.5)$$

che è l'espressione del **Teorema di Bayes** per le probabilità condizionate. Da questo teorema e dalla condizione di normalizzazione (3.2) si ottiene l'identità:

$$\Psi(\xi) = \int \phi(x) Q(\xi | x) dx \quad (3.6)$$

questa relazione permette un approccio iterativo che evita il problema dell'irregolarità affrontato nel paragrafo 3.2.1.

3.2.3 Algoritmo di Lucy-Richardson

Una stima di Ψ è possibile mediante il seguente metodo iterativo dovuto a L.B. Lucy [32]; questo metodo è generale e trova applicazione in molti ambiti dell'Astrofisica.

1. Si sostituisce $P(x | \xi)$ ed una distribuzione di prova ψ^0 nell'equazione (3.5) ottenendo una stima di $Q(\xi | x)$
2. Inserendo la stima ottenuta per $Q(\xi | x)$ ed il campionamento della distribuzione osservata $\tilde{\phi}$ nella 3.6 si ottiene una stima migliore per $\psi \equiv \psi^1(\xi)$
3. Si itera il processo usando $\psi^1(\xi)$ come distribuzione di prova al primo passo.

Se Ψ^r è l' r -esima stima, la $(r + 1)$ -esima è:

$$\Psi^{r+1}(\xi) = \int \tilde{\phi}(x) Q^r(\xi | x) dx \quad (3.7)$$

dove

$$Q^r(\xi | x) = \frac{\Psi^r(\xi) P(x | \xi)}{\phi^r(x)} \quad (3.8)$$

e

$$\phi^r(x) = \int \Psi^r(\xi) P(x | \xi) d\xi \quad (3.9)$$

Eliminando $Q^r(\xi | x)$ dall'equazione (3.7) si ottiene:

$$\Psi^{r+1}(\xi) = \Psi^r(\xi) \int \frac{\tilde{\phi}(x)}{\phi^r(x)} P(x | \xi) dx \quad (3.10)$$

da cui si vede che $\Psi^{r+1} \geq 0$ se $\Psi^0 \geq 0$ e che l'algoritmo converge se $\phi^r = \tilde{\phi}$.

Dalle equazioni (3.9) e (3.7) si deduce l'efficacia del metodo: infatti deviazioni del rapporto $\tilde{\phi}/\phi^r$ da 1 su scala lunga rispetto a $P(x | \xi)$ vengono trasmesse in una iterazione alla Ψ^r ; d'altra parte deviazioni su scala molto breve vengono essenzialmente mediate in qualche iterazione, contribuendo molto poco alle correzioni della Ψ^r .

Quindi lo schema è sensibile alle variazioni a bassa frequenza nella ϕ^r , mentre è praticamente insensibile a quelle ad alta frequenza. Questo comportamento è quello che desideriamo per poter rettificare un campione osservativo, poichè le variazioni a bassa frequenza nella ϕ^r sono nella maggior parte dei casi dovute a fluttuazioni statistiche della $\tilde{\phi}$.

3.2.4 Applicazione dell'algoritmo di Lucy-Richardson alla distribuzione di minima massa

Il metodo può essere applicato al problema di ricostruire la distribuzione di massa dei Pianeti Extrasolari dai dati osservativi che, utilizzando il metodo della velocità radiale, indicano solo il valore di $M_p \sin i$. Ovviamente la distribuzione può essere ricostruita solo nella finestra di valori della massa in cui il metodo presenta una sensibilità sufficiente, ovvero per $M_p \geq 0.3M_j$.

L'algoritmo completo prevede la ricostruzione di una prima distribuzione $\varphi(\eta)$ che corrisponde alla deconvoluzione delle osservazioni dall'errore di misura che supponiamo seguire una distribuzione normale:

$$\varphi(\eta) = \int \phi(x) \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma} e^{-\frac{(\eta-x)^2}{2\sigma^2}} \quad (3.11)$$

Conoscendo i valori di σ per ogni dato osservativo l'algoritmo permette di ricavare $\phi(x)$. Per trovare la distribuzione di massa $\Psi(\xi)$ dobbiamo deconvolvere un secondo integrale contenente il termine (3.3):

$$\phi(x) = \int \Psi(\xi) \frac{x}{\xi \sqrt{\xi^2 - x^2}} H(\xi - x) d\xi \quad (3.12)$$

Usando nuovamente l'algoritmo di Lucy-Richardson si ottiene una distribuzione su cui si possono fare considerazioni fisiche importanti: recenti studi sulla distribuzione delle masse per i Pianeti Extrasolari hanno evidenziato una sostanziale differenza nell'andamento della distribuzione prima e dopo la deconvoluzione (Mazeh, Zucker [30]; Heacox [34]). In particolare Mazeh e Zucker hanno osservato che l'andamento della distribuzione di massa è quasi piatto in scala LogLog tra $0.3M_j$ e $10M_j$ e decresce molto velocemente oltre questo limite.

Per questo secondo Mazeh, Zucker [30] e Jorissen, Mayor e Udry [37] il limite di fusione del Deuterio a $13M_j$ rappresenterebbe una sovrastima del limite superiore per la massa di un pianeta, che invece andrebbe collocato a circa $10M_j$. La distribuzione calcolata presenta la tendenza ad un aumento spostandosi verso masse più piccole di $0.3M_j$; questo andamento non è ancora investigabile a causa della sensibilità insufficiente delle osservazioni attuali.

In figura 3.2 riportiamo la di distribuzione di massa minima e la stessa distribuzione dopo l'applicazione dell'algoritmo di Lucy-Richardson. Il lavoro è stato eseguito su un campione di 67 compagni secondari aventi massa minima minore di $17 M_j$ disponibile al 4/04/2001 [37], si nota come l'andamento della distribuzione di massa indichi un aumento della frequenza tra 4 e 1.5 masse Gioveane. A masse inferiori il

metodo della velocità radiale non permette di indagare sull'andamento della distribuzione che risulta decrescente (linea tratteggiata) proprio a causa della bassa sensibilità della tecnica alle piccole masse.

3.3 Distribuzione dei parametri orbitali

Di seguito discuteremo le proprietà osservate dei Pianeti Extrasolari in maniera qualitativa. Considerazioni più precise richiedono un campione statistico più vasto ed un'analisi delle distribuzioni dei parametri orbitali con il metodo di Lucy-Richardson.

3.3.1 Eccentricità

L'osservazione dei Pianeti Extrasolari ha evidenziato una frequenza molto elevata di oggetti ad alta eccentricità.

Il campione osservativo sembra presentare due gruppi principali:

1. Pianeti Extrasolari in orbite quasi circolari ($e < 0.07$) molto vicini alla loro stella ($a < 0.1$ U.A.), anche detti Hot Jupiters;
2. Pianeti Extrasolari ad eccentricità maggiore di 0.07 e con semiassi orbitali più grandi di 0.1 U.A.

La prima popolazione rappresenta circa il 14% del campione osservativo. Il fatto che gli Hot Jupiters abbiano orbite quasi circolari può essere causato da un effetto di Tidal Circularization [38], mentre più complesso sembra essere il meccanismo che porta alla formazione o alla migrazione di pianeti giganti in zone così vicine alla stella.

La seconda popolazione, che rappresenta circa l'86% del campione, presenta valori di eccentricità molto differenziati con un accenno ad un aumento delle eccentricità all'aumentare dei semiassi (Vedi figura 3.3).

Dall'osservazione della figura 3.4 e dell'istogramma 3.5 si nota che per Pianeti Extrasolari aventi massa minima minore di circa $5 M_j$ l'eccentricità assume prevalentemente valori compresi tra 0 e 0.6, mentre per pianeti aventi masse maggiori di $7 M_j$ si hanno solo orbite eccentriche con $e > 0.2$.

3.3.2 La correlazione Massa-Periodo

Un esame dei parametri orbitali di massa minima e periodo rivela una bassa frequenza di Pianeti Extrasolari giganti con orbite a corto periodo. Questa caratteristica è evidenziata in figura 3.6. La possibilità che la carenza di Pianeti nella zona compresa tra 1 e $10 M_j$ e con periodo

minore di 50 giorni sia dovuta ad un effetto di selezione è da escludere in quanto il metodo della velocità radiale ha sensibilità massima proprio in questa zona di valori.

Mazeh e Zucker hanno osservato che i pochi Pianeti Extrasolari rivelati nella regione evidenziata in figura 3.6 ruotano attorno a sistemi binari, suggerendo l'ipotesi che la presenza di due stelle in un sistema planetario possa influenzare in maniera consistente la formazione e l'evoluzione dei pianeti [31].

3.4 Pianeti attorno a Pulsars

Il primo Pianeta Extrasolare scoperto da Wolszczan nel 1994 è stato rivelato grazie al metodo della misura di frequenza di Pulsar (2.1.3). Fino ad oggi sono stati osservati due sistemi planetari attorno a Pulsars: PSR 1257+12 e PSR B1620-26 per un totale di 5 pianeti, il più piccolo dei quali ha $M_p \simeq 0.015M_{\oplus}$ [26].

La presenza di Pianeti attorno a Pulsars può essere descritta da due processi di formazione: il primo prevede la nascita del pianeta prima della fase di Supernova e quindi la sopravvivenza dell'oggetto all'esplosione. Il secondo invece suggerisce che il Pianeta si sia formato attorno alla stella di neutroni, cioè dopo la fase di Supernova, accrescendo materiale che eventualmente poteva far parte di un Pianeta Extrasolare andato distrutto nella fase esplosiva. La presenza di un sistema planetario multiplo (PSR 1257+12) mal si adatta al primo modello teorico, rendendo la seconda ipotesi più probabile; il fatto che si osservino Pianeti attorno ad oggetti così esotici è un indicatore importante di quanto la formazione planetaria sia un processo comune in astrofisica.

3.5 Metallicità delle stelle ospiti

Lo studio accurato del campione di stelle di tipo solare attorno alle quali sono stati rivelati Pianeti Extrasolari ha mostrato che le stelle che ospitano questi pianeti hanno in genere una metallicità (cioè un rapporto Fe/H) più elevata della media delle stelle di tipo solare (Vedi fig. 3.7).

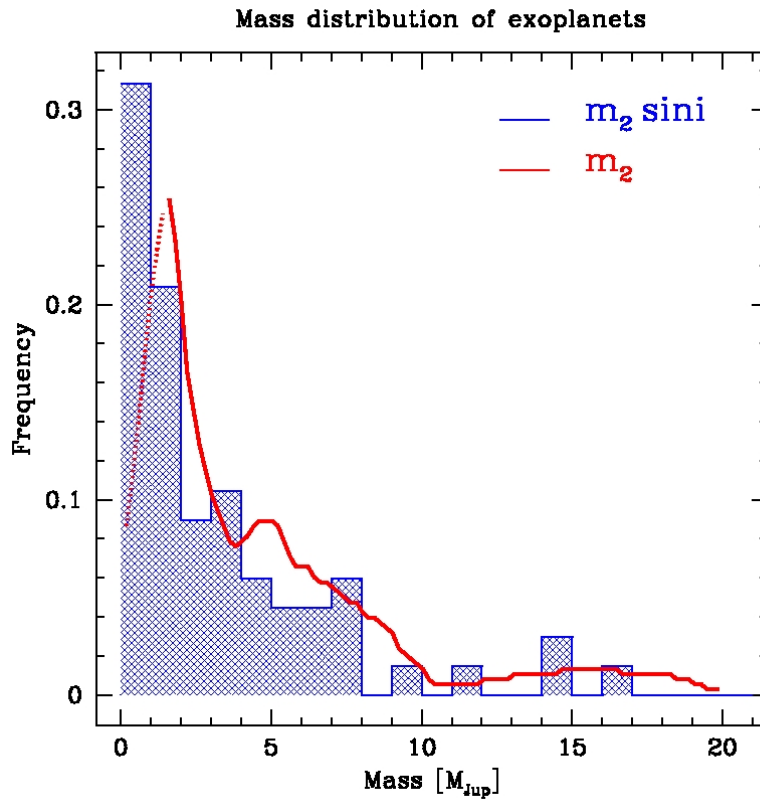


Figura 3.2: Distribuzione di Massa prima della deconvoluzione con il metodo di Lucy-Richardson ($m_2 \sin i$) e dopo (m_2). L'andamento della distribuzione è crescente tra 10 e 1.5 masse Gioviene, con una ripidità maggiore tra 4 e 1.5 M_j . Questo fatto ha suggerito che il limite superiore per la massa di un pianeta debba essere portato da 13 a 10 M_j . Per masse più piccole di 1.5 M_j la mancanza di sensibilità del metodo della velocità radiale determina una diminuzione della frequenza dei Pianeti Extrasolari (linea tratteggiata).

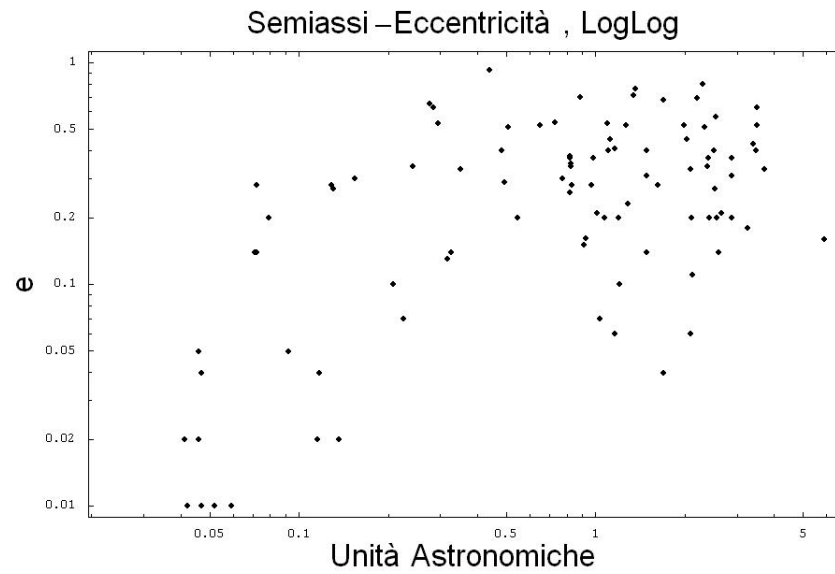


Figura 3.3: Grafico Semiassi-Eccentricità in scala loglog. Si notano le due popolazioni e la tendenza ad un aumento della frequenza per eccentricità elevate all'aumentare dell'orbita del pianeta. Fonti dei dati [1] e [26]

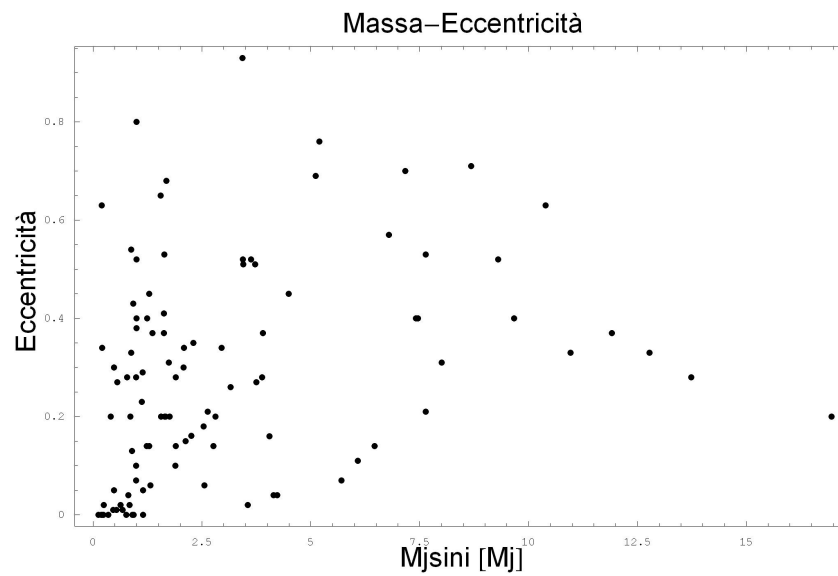


Figura 3.4: Grafico MassaMinima-Eccentricità, fonti dei dati [1] e [26]

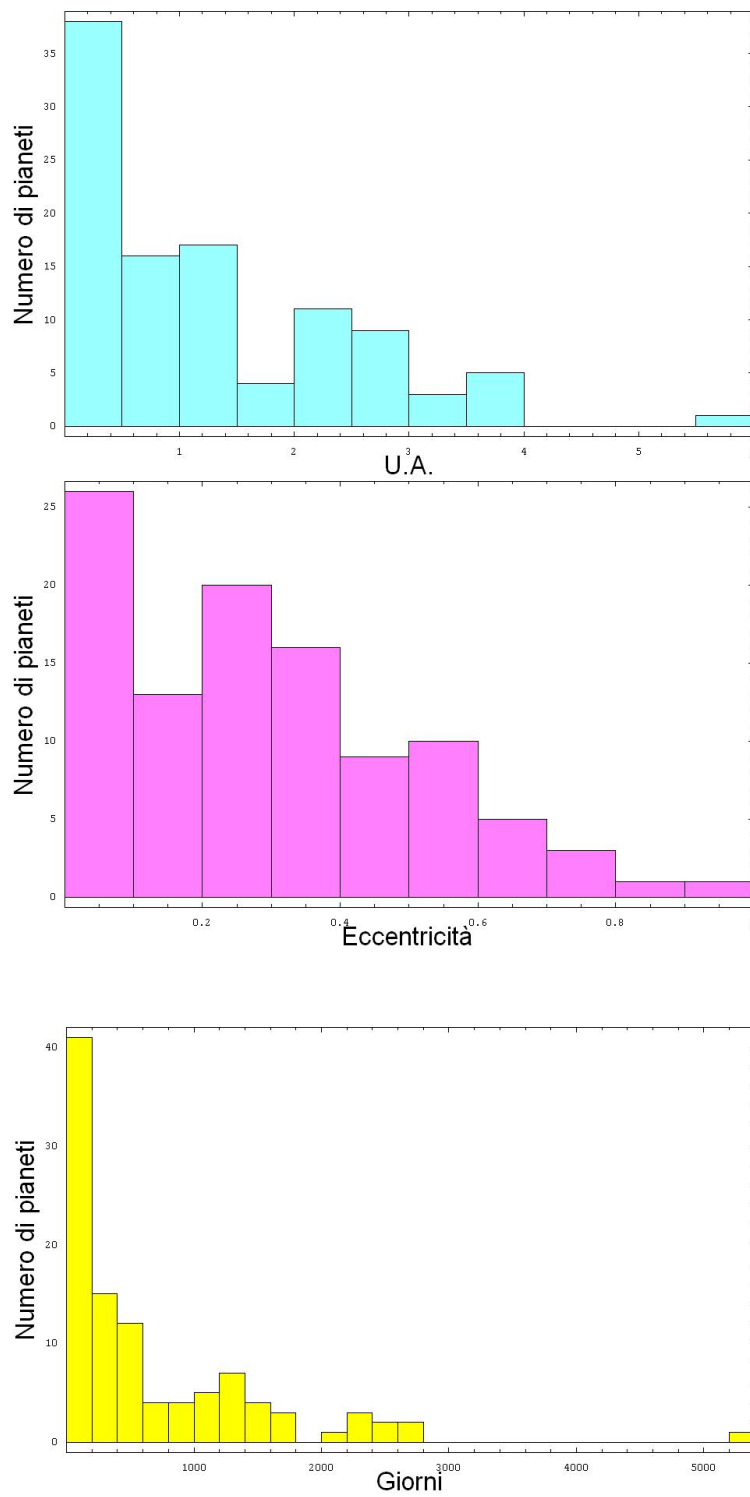


Figura 3.5: Distribuzione dei Semiassi, delle Eccentricità e dei Periodi. Fonti dei dati [1] e [26]

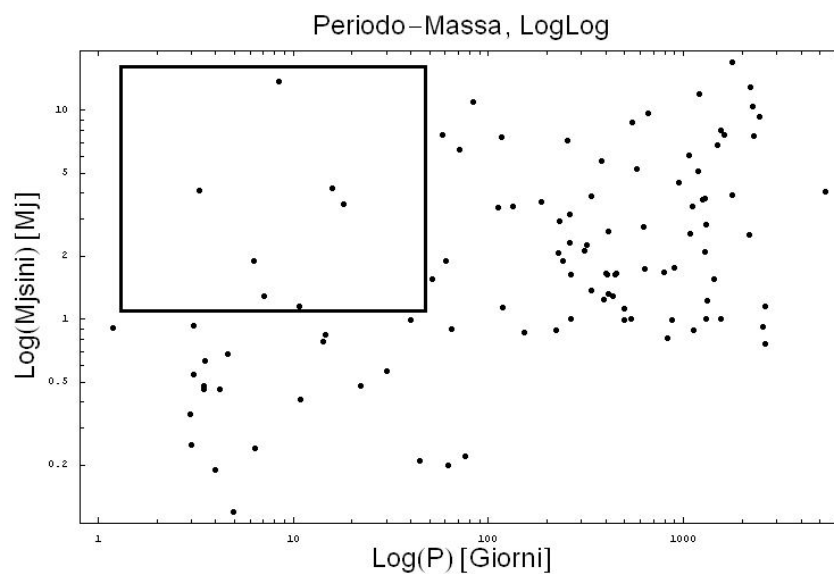


Figura 3.6: Grafico Massa-Periodo in scala LogLog. Il rettangolo evidenzia la carenza di candidati extrasolari nella regione dei parametri più favorevole alla rivelazione con il metodo della velocità radiale. Fonti dei dati [1] e [26]

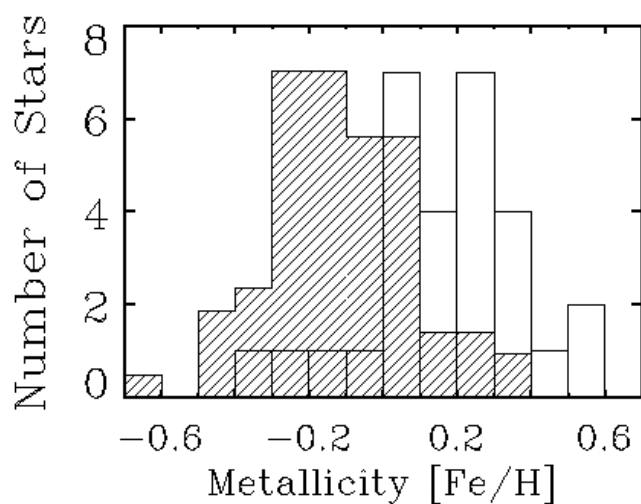


Figura 3.7: Istogramma di metallicità per un campione di 77 stelle di tipo spettrale G scelte entro una distanza di 20 pc (area evidenziata) e per un campione di stelle ospitanti Pianeti Extrasolari (area non evidenziata). La maggioranza di queste ultime ha una metallicità più elevata del Sole e della media delle stelle di tipo solare. $[Fe/H] \equiv \ln \frac{(Fe/H)_*}{(Fe/H)_\odot}$

Capitolo 4

Osservazioni attuali e futuri sviluppi

4.1 Missioni operative

4.1.1 Metodo della Velocità Radiale

Come discusso nel Capitolo 2 la quasi totalità delle scoperte di Pianeti Extrasolari effettuate fino ad oggi è stata ottenuta col metodo della velocità radiale. Questo successo è stato raggiunto grazie al lavoro di numerosi gruppi di ricerca in varie parti del mondo; di seguito si riportano le principali missioni operative per la misura della velocità radiale :

- *AAASP Anglo Australian Planet Search Program*
Questo progetto utilizza l'Anglo-Australian Telescope con uno spettrometro echelle ad alta risoluzione per monitorare le 150 stelle di tipo solare più luminose dell'emisfero australe.
<http://www.aao.gov.au/local/www/cgt/planet/aat.html>
- *AFOE Advanced FiberOptic Echelle Spectrometer*
Si tratta di uno spettrografo echelle a fibra ottica operativo al fuoco del telescopio da 1.5 m dell'osservatorio Whipple. Fino ad oggi AFOE ha rivelato 3 Pianeti Extrasolari.
<http://cfa-www.harvard.edu/afoc/espd.html>
- *CALIFORNIA & CARNEGIE Planet Search*
Avviato nel 1987 da G.Marcy e P.Butler questo progetto utilizza il telescopio da 3 metri Lick ed il telescopio da 10 m Keck 1 con lo spettrometro HIRES per monitorare le 730 stelle di tipo solare più luminose dell'emisfero boreale. L'attuale precisione raggiunta al telescopio Keck 1 è di 3 m s^{-1} e rappresenta lo stato dell'arte in

fatto di misure di velocità radiale. Questo progetto ha permesso la scoperta di molti pianeti.

<http://exoplanets.org/>

- *CES Eso Coudé Echelle Spectrometer*
Utilizza il CAT telescope da 3.6 m a La Silla che permette di raggiungere una risoluzione di 8-15 m s⁻¹.
<http://www.sc.eso.org/~mendl/planets/planets.html>
- *CORALIE Leonard Euler Telescope*
Spettrografo echelle al ThAr (Torio-Argon) ad alta precisione utilizzato sul telescopio Leonard Euler (1.2 m) a La Silla per monitorare l'emisfero australe alla ricerca di Pianeti Extrasolari. La precisione in velocità radiale di 7 m s⁻¹ ha permesso la scoperta di alcuni pianeti.
<http://obswww.unige.ch/~udry/planet/coralie.html>
- *ELODIE Haute Provence*
Questo progetto ha permesso la scoperta del primo Pianeta Extrasolare attorno alla stella 51 Pegasi (Vedi figura 4.1). Utilizza il telescopio da 1.93 m dell'Haute Provence Observatory ed uno spettrografo di tipo echelle al ThAr (Torio-Argon) per raggiungere una risoluzione di 15 m s⁻¹ in termini di velocità radiale. Vanta la scoperta di molti pianeti.
<http://www.obs-hp.fr/www/nouvelles/elodie.html>
- *HET Hobby Eberly Telescope*
Il telescopio da 9 m situato sul Mount Locke viene utilizzato anche per la ricerca di Pianeti Extrasolari usando il metodo della velocità radiale.
<http://www.as.utexas.edu/mcdonald/het/mission.html>
- *SpectraShift.com Amateur*
Progetto amatoriale per la ricerca di Pianeti Extrasolari con all'attivo una scoperta.
<http://www.spectrashift.com/>
- *TNG High Resolution Spectrograph*
Progetto Italiano (INAF) al telescopio nazionale Galileo nell'isola di La Palma. Lo spettrografo SARG ha recentemente permesso la scoperta di un pianeta attorno alla stella HD218542.
http://www.pd.astro.it/new_sites/ESP/index.htm

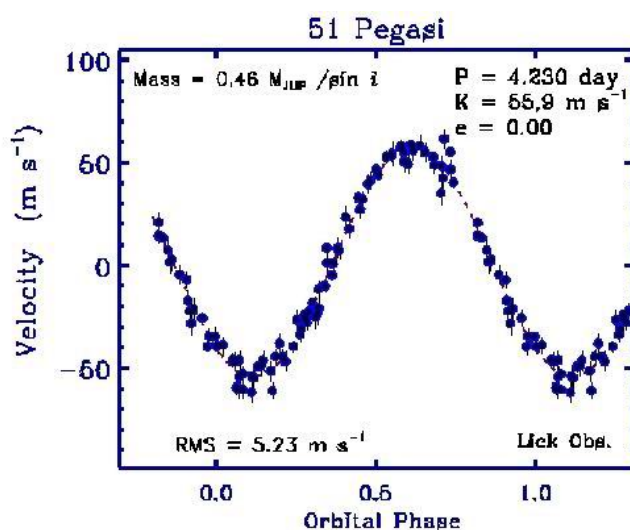


Figura 4.1: Misura di velocità radiale per 51 Pegasi, che ha permesso la scoperta del primo Pianeta Extrasolare attorno ad una stella che non fosse una Pulsar.

- *UVES UV-Visual Echelle Spectrograph*

Progetto che si avvale del VLT (Very Large Telescope) per la misura della velocità radiale con uno spettrografo Echelle alle lunghezze d'onda del visibile e dell'ultravioletto.

<http://www.eso.org/instruments/uves/>

4.1.2 Metodo Astrometrico

Sebbene finora nessun Pianeta Extrasolare sia stato scoperto col metodo astrometrico, numerose sono le missioni che utilizzano l'interferometria per raggiungere risoluzioni migliori del milliarcosecondo. Questi progetti costituiscono degli importanti banchi di prova per le tecniche astrometriche che verranno usate dalle missioni spaziali SIM e GAIA nei prossimi anni.

Si riportano di seguito le principali missioni operative per l'Astrometria:

- *HIPPARCOS*

Il satellite spaziale per l'astrometria ha misurato la posizione di 120000 stelle con una precisione di circa 1 mas. Grazie al lavoro di questa missione è stata confutata la tesi secondo cui i Pianeti Extrasolari scoperti col metodo della velocità radiale sarebbero

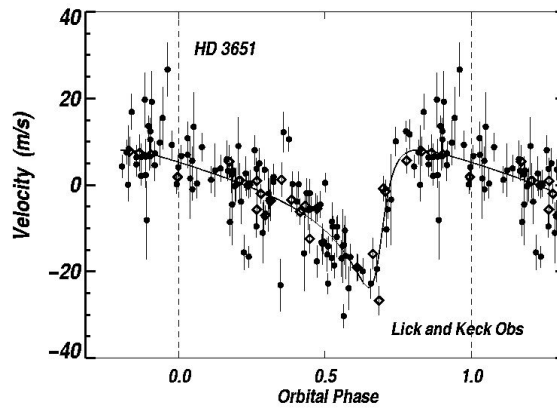
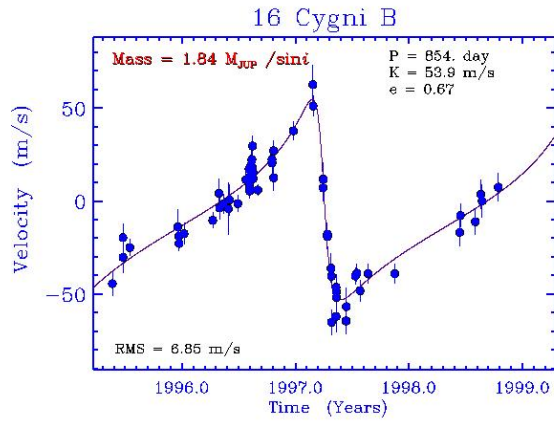
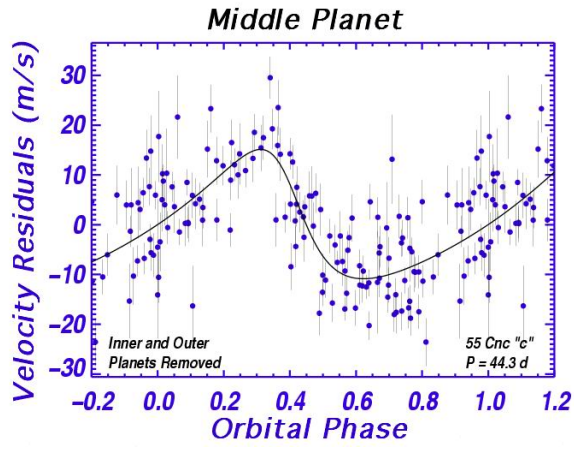


Figura 4.2: Plot di velocità radiale che hanno permesso l'individuazione di Pianeti Extrasolari. Si nota come l'eccentricità dell'orbita di 16 Cyg b deformi la sinusoidale attesa per orbite circolari.

Nane Brune.

<http://astro.estec.esa.nl/hipparcos/>

- *PTI Palomar Testbed Interferometer*
Progetto della NASA al Palomar Observatory precursore dell'interferometro KECK. Utilizza quattro telescopi con una baseline interferometrica di 110 m.
<http://huey.jpl.nasa.gov/palomar/>

4.1.3 Transito Fotometrico

Ad oggi sono stati osservati due fenomeni di transito causati dalla presenza di Pianeti Extrasolari: HD 209458 [35] e OGLE-TR-56b [36].

HD 209458, precedentemente scoperto con il metodo della velocità radiale, presenta un periodo di 2.5 giorni ed è stato il primo Pianeta Extrasolare di cui, utilizzando il telescopio spaziale Hubble, sia stata analizzata spettroscopicamente la composizione atmosferica [27]. OGLE-TR-56b è il primo Pianeta Extrasolare scoperto con il metodo fotometrico (Vedi figura 4.3); la scoperta è avvenuta grazie al progetto OGLE III (Optical Gravitational Lensing Experiment) che da terra osserva un grande campione di stelle con una risoluzione di 0.003-0.015 magnitudini. Lo studio accurato della variazione della velocità radiale che è seguito alla segnalazione di OGLE III ha portato alla identificazione di un pianeta avente $M \simeq M_j$, distante circa 5000 anni luce e con un periodo di circa 29 ore.

- *ASAS All-Sky Automated Survey*
L'obiettivo della missione è quello di monitorare circa 10^7 stelle più luminose di magnitudine 14 su tutta la sfera celeste.
<http://archive.princeton.edu/~asas>
- *ASP Arizona Search for Planets*
Utilizza un telescopio da 20 cm per monitorare una vasta zona di cielo in cerca di variazioni fotometriche dovute a transiti di Pianeti Extrasolari.
<http://www.psi.edu/~esquerdo/asp/asp.html>
- *BEST Berlin Exoplanet Search Telescope*
Un telescopio da 20 cm in grado di monitorare una porzione di cielo di 3° .
<http://www.tls-tautenburg.de/research/tls-research/>
- *EXPORT Exoplanetary Observational Research Team*
Utilizza il telescopio de La Palma (Tenerife) e rende possibile, ol-

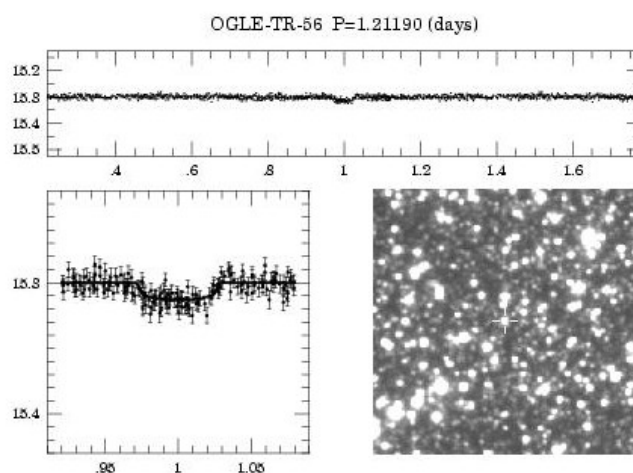


Figura 4.3: Curva di luce per il transito di OGLE-TR-56b

tre allo studio fotometrico, lo studio spettroscopico della stella. Questo è molto utile per distinguere eventuali variabilità intrinseche delle stelle da quelle dovute ai transiti.

<http://pollux.ft.uam.es/export/>

- *HST Hubble Space Telescope*

Il Telescopio Spaziale Hubble viene usato anche per eseguire survey fotometriche. Un importante lavoro è stato eseguito sull'ammasso globulare 47 Tucanae, dove su circa 27000 stelle osservate erano stati previsti dai 15 ai 20 eventi di transito (in base alle statistiche dei Pianeti Extrasolari scoperti attorno alle stelle vicine con il metodo della velocità radiale). L'assenza di variabilità fotometrica legata alla presenza di Pianeti Extrasolari ha sollevato importanti questioni sulla formazione e l'evoluzione di sistemi planetari attorno a stelle in ammassi globulari [29]; in particolare si pensa che la mutua interazione gravitazionale tra stelle così vicine possa inibire il processo di formazione oppure espellere i pianeti, una volta formati, dall'ammasso.

<http://www.stsci.edu/resources/>

- *OGLE III Optical Gravitational Lensing Experiment*

Utilizza il telescopio Warsaw da 1.3 m situato a Las Campanas Observatory (Cile). Osserva un grande campione di stelle dell'alone galattico in cerca di variazioni fotometriche causate da fenomeni di transito o di Microlensing. OGLE III vanta la sco-

perta del pianeta OGLE-TR-56b.

<http://sirius.astrouw.edu.pl/~ogle/>

- *STARE Stellar Astrophysics & Research on Exoplanets*
Il progetto si avvale di un telescopio da 10 cm di apertura che grazie al suo campo di vista di 5.7° riesce a monitorare 24000 stelle nella costellazione dell'Auriga. Il primo transito di un Pianeta Extrasolare (HD209458, vedi fig. 4.4) è stato rivelato da STARE.
<http://www.hao.ucar.edu/public/research/stare/stare.html>
- *TEP Transits of Extrasolar Planets*
Si tratta di una rete di 6 telescopi creata per monitorare continuamente una vasta zona di cielo. La precisione fotometrica di questo progetto è dell'1%.
<http://www.iac.es/proyect/tep/tephome.html>
- *VCP Vulcain Camera Project*
Progetto supportato dalla NASA per rivelare Pianeti Extrasolari di grandi dimensioni che utilizza un telescopio di 10 cm di apertura per monitorare un vasto campo stellare nel cielo australe. Il progetto rappresenta un banco di prova per la strumentazione che verrà utilizzata sulla missione spaziale KEPLER.
<http://web99.arc.nasa.gov/~vulcan/>

4.1.4 Microlensing

I progetti che studiano i fenomeni di Microlensing osservano vaste zone di cielo in maniera continuata. L'obiettivo più importante è quello di costituire una rete di osservatori in tutto il mondo dedicata all'osservazione di fenomeni di Microlensing, in modo che sia possibile seguire un evento per tutta la sua durata e da diverse postazioni.

Di seguito sono descritti brevemente i progetti più importanti:

- *MOA*
Progetto che coinvolge Giappone e Nuova Zelanda per monitorare possibili eventi di Microlensing nel cielo australe.
<http://www.vuw.ac.nz/scps/moa/>
- *MPS Microlensing Planet Search*
Utilizza il telescopio da 1.9 metri del Mount Stromlo Observatory (Australia) e il telescopio da 1.5 metri al Boyden Observatory (Sud Africa). E' affiliato alla GMAN Global Microlensing Alert Network per osservare eventi che possono essere causati dalla presenza di Pianeti Extrasolari.
<http://www.nd.edu/~srhie/MPS/>

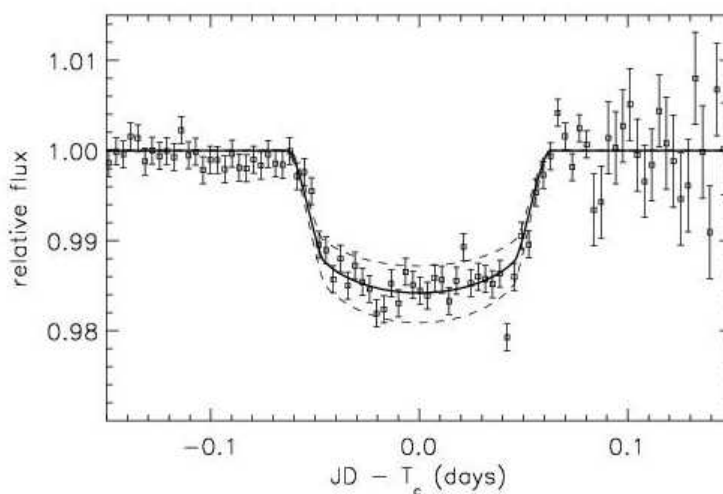


Figura 4.4: Curva di luce per un transito di HD209458. Il grafico riporta il tempo sulle ascisse e l'intensità relativa del flusso sulle ordinate. L'incertezza sull'intensità del flusso tende ad aumentare nell'ultima parte del grafico a causa dell'aumento della pressione atmosferica.

- *OGLE III Optical Gravitational Lensing Experiment*

Utilizza il telescopio Warsaw da 1.3 m situato a Las Campanas Observatory (Cile). Osserva 170 milioni di stelle dell'alone galattico in cerca di variazioni fotometriche causate da fenomeni di transito o di Microlensing. Fino ad oggi ha segnalato molte centinaia di candidati di Microlensing gravitazionale, ma nessuno è stato associato con certezza alla presenza di un Pianeta Extrasolare.

<http://sirius.astrouw.edu.pl/~ogle/>

- *PLANET Probing Lensing Anomalies Network*

Nato nel 1995 questo progetto si avvale di quattro telescopi (di dimensioni minori di 1 m) tutti situati nell'emisfero sud e a longitudini tali da poter osservare ininterrottamente (condizioni meteorologiche permettendo) una vasta zona di cielo australe. PLANET ha finora registrato circa 200 eventi di Microlensing, ma nessuno di questi è ancora associato alla presenza di un Pianeta Extrasolare.

<http://mplanet.anu.edu.au/>

4.1.5 Pulsar Timing

- *PPD Pulsar Planet Detection*

Progetto avviato da A. Wolszcan alla Pennsylvania State University che ha portato alla scoperta del primo Pianeta Extrasolare.

<http://www.astro.psu.edu/users/alex/>

4.1.6 Imaging

Sebbene non sia ancora stato possibile fare Imaging di Pianeti Extrasolari, questa tecnica ha aumentato notevolmente il suo campo di applicazione utilizzando Ottiche Adattive, Nulling Interferometry e Dark Speckle. Anche da terra è possibile raggiungere risoluzioni “Diffraction Limited” (cioè circa λ/d) e nell’infrarosso è stato possibile osservare dischi protoplanetari.

- *HST Hubble Space Telescope*

Il telescopio spaziale, grazie alla sua posizione privilegiata, è limitato in termini di risoluzione solo dalla diffrazione e ha permesso di ottenere molte immagini di dischi protoplanetari e qualche immagine di Nane Brune.

<http://huey.jpl.nasa.gov/palomar/>

- *KECK II Adaptive Optics System*

Con il suo sistema di ottiche adattive da 349 attenuatori piezoelettrici il Keck II rappresenta, insieme al VLT, uno dei pochi telescopi teoricamente in grado di rivelare pianeti giganti attorno a stelle molto vicine con il metodo di Imaging.

<http://www2.keck.hawaii.edu>

- *MIRLIN Mid-InfraRed Large-well Imager*

Il progetto, avviato dalla NASA, si avvale di una camera sensibile alle lunghezze d’onda infrarosse accoppiata ai telescopi Keck II, Palomar e IRTF (InfraRed Telescope Facility). Finora ha permesso di risolvere vari dischi protoplanetari.

<http://cougar.jpl.nasa.gov/mirlin.html>

- *VLT Adaptive Optics System*

Utilizza, come il telescopio Keck II alle Hawaii, un sistema di ottiche adattive che gli permette una risoluzione di Imaging vicina al limite di diffrazione.

<http://www.eso.org/projects/aot>



Figura 4.5: ESO Very Large Telescope - Cerro Paranal (Cile)

4.1.7 **Tracce su dischi di polveri**

Uno studio recentemente effettuato all'università di Rochester ha portato alla scoperta di un pianeta nel disco di ϵ Eridani [28]. Osservando una particolare configurazione del disco di polveri in un'immagine dell'Infrared Astronomical Satellite (IRAS) (Vedi figura 4.6) sono state osservate strutture che potrebbero essere causate da risonanze tra le particelle del disco e un pianeta; la risonanza tra due orbite si ha per certi rapporti semplici tra i periodi e rappresenta una configurazione stabile per il sistema. Nel caso di ϵ Eridani una simulazione numerica di polveri catturate in risonanze 5:3 e 3:2 con un pianeta ha riprodotto la configurazione osservata nell'immagine. I parametri della simulazione che meglio riproducono le caratteristiche del disco sono un'eccentricità $e = 0.3$ ed una massa di circa $0.1M_j$; la simulazione ha portato a supporre che il pianeta si trovi al periastro (circa 40 U.A.) e che questa configurazione sia destinata a cambiare con l'allontanamento del pianeta dalla stella.

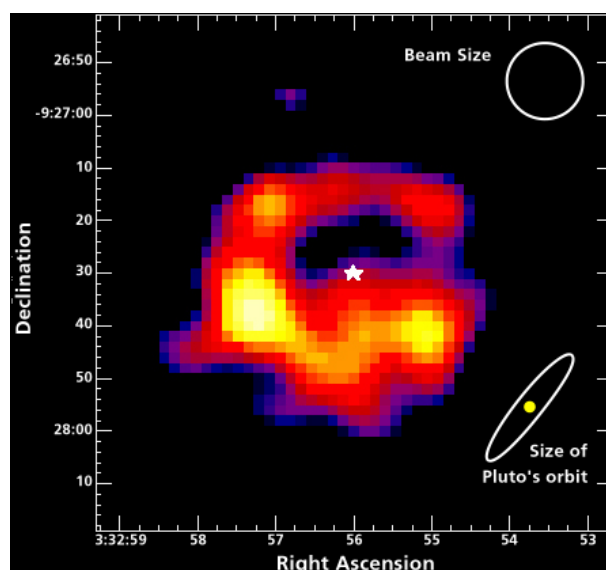


Figura 4.6: Disco di polveri attorno ad ϵ Eridani: si notano le quattro strutture create dall'interazione disco-pianeta alle risonanze 5:3 e 3:2. IRAS

4.2 Missioni future

Il futuro della ricerca di Pianeti Extrasolari prevede un grande numero di missioni. Sono in fase di progettazione o di realizzazione strumenti che, sia da terra che dallo spazio, permetteranno nei prossimi dieci anni di raggiungere precisioni nella misura della velocità radiale, dell'emissione fotometrica o della posizione astrometrica tali da poter rivelare pianeti di tipo terrestre.

Nel caso che Pianeti Extrasolari di tipo terrestre esistano il passo successivo sarà la spettroscopia, in modo da avere informazioni sulla composizione chimica della loro atmosfera; sia la NASA che l'ESA hanno proposto alcune missioni che forse renderanno possibile, dallo spazio, il raggiungimento di questi obiettivi. Questa fase della ricerca è prevista per la seconda decade di questo secolo.

4.2.1 Osservazioni da terra

Si riassumono alcune delle principali missioni che da terra avranno tra i loro obiettivi la ricerca di Pianeti Extrasolari.

- *ALMA (Project) - Imaging/Astrometria*
L' Atacama Large Millimeter Array è un progetto che prevede la costruzione di un grande array di radiotelescopi. ALMA osser-

verà alla lunghezza d'onda millimetrica e submillimetrica rendendo possibile l'Imaging con risoluzione di 0.1 as a queste lunghezze d'onda. Di particolare interesse sarà l'analisi spettroscopica di dischi protoplanetari fatta da ALMA, che permetterà lo studio della chimica dei sistemi planetari.

<http://www.eso.org:8082/>

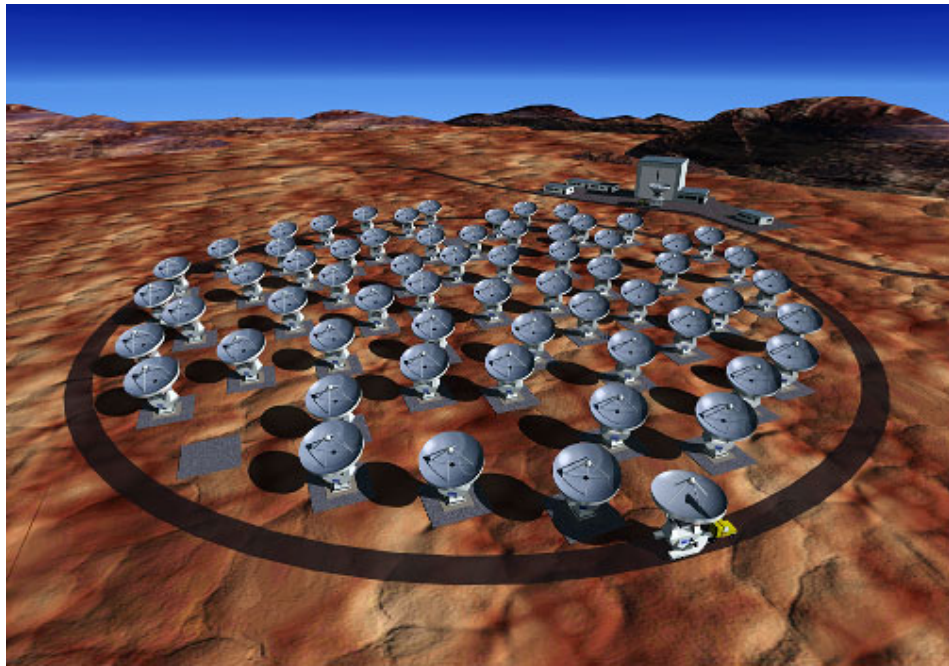


Figura 4.7: Atacama Large Millimeter Array; in un prossimo futuro questo radiointerferometro sarà in grado di fare Imaging da terra e astrometria ad altissima precisione di Pianeti Extrasolari

- *HARPS 2003 - Velocità Radiale*
High Accuracy Radial velocity Planetary Search. Al telescopio da 3.6 m a La Silla questo progetto permetterà di raggiungere la precisione di 1 m s^{-1} nella misura di velocità radiale.
<http://obswww.unige.ch/Instruments/harps/Welcome.html>
- *KECK 2004 Interferometer - Imaging/Astrometria*
Dalla cima del Mauna Kea alle Hawaii i due telescopi da 10 m Keck e altri cinque “piccoli” telescopi da 2 m verranno usati in modalità interferometrica con una baseline di 85 m. Questo progetto permetterà di raggiungere una precisione astrometrica di $30 \mu\text{as}$ sufficiente a rivelare Pianeti Extrasolari aventi massa di

circa $15 M_{\oplus}$ entro 30 anni luce e aventi la massa di Giove entro 500 anni luce. L'interferometro Keck potrà fare Imaging nel vicino infrarosso con una risoluzione di 4 mas.

http://www2.keck.hawaii.edu:3636/realpublic/gen_info/inter/

- *LBTI 2003 - Imaging*
Il Large Binocular Telescope Interferometer utilizzerà due telescopi da 8 metri in configurazione interferometrica con una baseline massima di 22.8 metri; LBTI sarà in grado di fare Imaging di Pianeti Extrasolari giganti.
<http://medusa.as.arizona.edu/lbtwww/sciex.html>
- *LOFAR (Project) - Radiazione Decametrica*
Low Frequency Array è l'unica missione proposta per la rivelazione della Radiazione Decametrica emessa da Pianeti Extrasolari.
http://www.lofar.org/science/urd100/ExtraSolar_planets.html
- *VLTi Very Large Telescope Interferometer*
All'ESO si utilizzeranno i quattro telescopi da 8.2 metri in configurazione interferometrica (baseline di circa 200 m) per raggiungere una precisione astrometrica di 10-50 μ as.
<http://www.eso.org/projects/vlti/>

4.2.2 Osservazioni dallo spazio

Si riportano, ordinate secondo la data di lancio prevista, le principali missioni spaziali aventi tra i loro obiettivi la ricerca di Pianeti Extrasolari.

- *BOSS (Project) - Imaging e Fotometria*
Big Occulting Stereoble Satellite. Il progetto mira a costruire un satellite che possa occultare una stella prescelta, in modo da aumentare il contrasto per evidenziare un eventuale pianeta attorno a questa. BOSS potrà essere usato sia da telescopi a terra che da telescopi spaziali come HST o il futuro JWST (James Webb Space Telescope).
<http://erebus.phys.cwru.edu/~boss/>
- *UMBRAS (Project) - Imaging e Fotometria*
Umbral Missions Blocking Radiating Astronomical Sources. Come BOSS utilizzerà occultazioni artificiali per evidenziare Pianeti Extrasolari. La differenza sta nel fatto che UMBRAS sarà costituito da due satelliti, un occultatore ed un telescopio spaziale dedicato.
<http://www.stsci.edu/~jordan/umbras/>

- *SIRTF 2003 (NASA) - Imaging e Spettroscopia IR*
Lo Space Infrared Telescope Facility verrà lanciato il 15 Aprile dalla base di Cape Canaveral: si tratta di un telescopio da 0.85 m che sarà in grado di ottenere immagini alle lunghezze d'onda IR tra 3 e 180 μm . Durante i due anni e mezzo in cui sarà operativo il telescopio spaziale SIRTF sarà in grado di fare Imaging e spettroscopia di dischi protoplanetari e potrà rivelare la presenza di Pianeti Extrasolari giganti.
<http://sirtf.caltech.edu/science/planets/index.shtml>
- *MOST 2003 (Canada) - Transito Fotometrico*
Microvariability and Oscillations STars. Si tratta di un piccolo telescopio spaziale da 15 cm costruito dall'agenzia spaziale Canadese.
<http://www.astro.ubc.ca/MOST/>
- *COROT 2005 (CNES/ESA) - Transito Fotometrico*
Convection and Rotation of Stars. Consiste di un telescopio da 30 cm e un detector CCD, sarà in grado di monitorare circa 60000 stelle e forse di rivelare alcuni pianeti rocciosi più grandi della Terra, nonché molti giganti gassosi. COROT, nato per l'astrosismologia e solo successivamente adattato alla ricerca di Pianeti Extrasolari, dispone anche di uno spettrografo, utile per distinguere le variazioni intrinseche di luminosità delle stelle da quelle dovute a transiti. COROT infatti osserverà anche stelle più brillanti del Sole per le quali le variazioni intrinseche possono essere non trascurabili rispetto a quelle che si hanno in fenomeni di transito.
<http://www.obspm.fr/encycl/corot.html>
- *KEPLER 2007 (NASA) - Transito Fotometrico*
Grazie alla sua apertura di 1 m e al campo di vista di 12° la missione KEPLER osserverà per circa 4 anni la luce di 100000 stelle di magnitudine inferiore a 14 nella costellazione del Cigno alla ricerca di fenomeni di transito. La sensibilità di KEPLER sarà di circa lo 0,00002 %, una risoluzione che dovrebbe permettergli di rivelare pianeti più piccoli della Terra.
<http://www.kepler.arc.nasa.gov/>
- *EDDINGTON 2008 (ESA) - Transito Fotometrico*
Questa missione prevede due fasi osservative:
 1. Due anni di osservazione di un campione di circa 50000 stelle con lo scopo di studiare a fondo la fisica stellare;

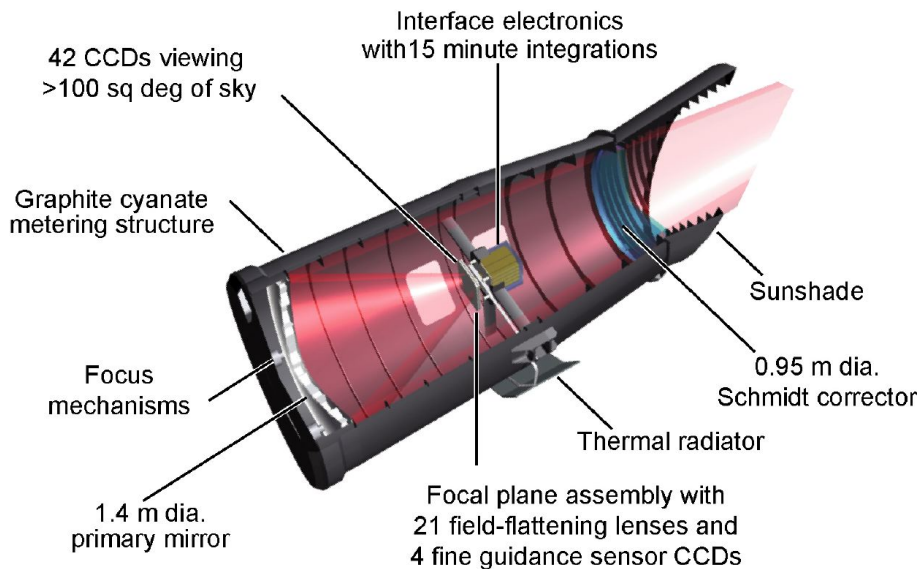


Figura 4.8: Schema del telescopio spaziale per la fotometria Kepler.

2. Tre anni dedicati alla fotometria continuata di circa 500000 stelle, alla ricerca di transiti di Pianeti Extrasolari.

La precisione fotometrica di Eddington renderà possibile la rivelazione di pianeti delle dimensioni di Marte (circa la metà di quelle della Terra).

<http://astro.esa.int/SA-general/Projects/Eddington/>

- *SIM 2009 (NASA) - Astrometria*

La Space Interferometer Mission sarà il primo progetto di interferometro spaziale ad essere realizzato. Grazie a due telescopi da 30 cm con una baseline interferometrica di 10 metri SIM potrà raggiungere una risoluzione astrometrica di circa $1 \mu\text{as}$, sufficiente a rivelare pianeti aventi masse di poco superiori a quella della Terra. SIM osserverà per 7 anni ad una lunghezza d'onda compresa tra 0.4 e $0.9 \mu\text{m}$ con un telescopio da 30 cm di apertura stelle fino a magnitudine 20.

http://planetquest.jpl.nasa.gov/SIM/sim_index.html

- *GAIA 2010 (ESA) - Astrometria/Transito Fotometrico*

La Global Astrometric Interferometer for Astrophysics è una mis-

sione ESA per lo studio astrometrico che segue il successo di Hipparcos; Gaia, che sarà costituita da tre telescopi dotati di rivelatore CCD, osserverà in 5 anni circa un miliardo di stelle con una risoluzione astrometrica di circa $3 \mu\text{as}$ che dovrebbe permettere la rivelazione di molti Pianeti Extrasolari. Seppur non in grado di osservare lo spostamento astrometrico indotto dalla presenza di un pianeta di tipo terrestre, GAIA dovrebbe essere in grado di catalogare tutti i pianeti di massa maggiore di quella di Giove entro 50 pc e con un periodo compreso tra 1.5 e 9 anni.
<http://astro.estec.esa.nl/GAIA>

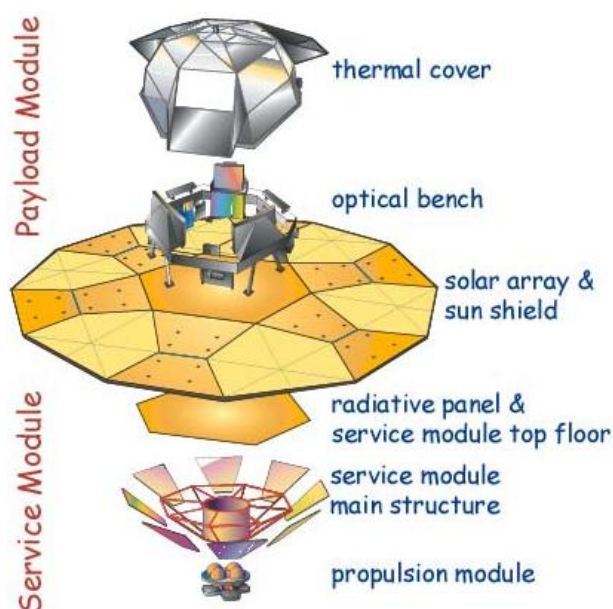


Figura 4.9: Missione ESA per l'astrometria e la fotometria GAIA

- *TPF (Project >2012) (NASA) - Imaging e Spettroscopia IR*
 Il Terrestrial Planet Finder prevede di scoprire e studiare più di 150 Pianeti Extrasolari di tipo terrestre distanti fino a 45 anni luce. La missione studierà le caratteristiche spettrali dell'atmosfera di questi pianeti nelle varie fasi evolutive in modo da fornire valide osservazioni per i modelli teorici sulla formazione dei sistemi planetari. Non è ancora stato stabilito se sarà usato un Coronografo (cioè uno strumento che permette di osservare le regioni attorno a una stella producendo una sorta di eclisse artificiale) oppure un interferometro nell'infrarosso come è stato progettato

per l'analoga missione dell'ESA DARWIN.
<http://tpf.jpl.nasa.gov/>

- *DARWIN (Project >2015) (ESA) - Imaging e Spettroscopia IR*
 Il progetto Darwin è molto ambizioso e prevede la messa in orbita di 6 telescopi spaziali del diametro di 1.5 m in configurazione interferometrica per osservare, alla lunghezza d'onda dell'infrarosso, eventuali pianeti di tipo terrestre. La caratteristica più importante è che DARWIN avrà la possibilità di fare spettrometria nell'infrarosso dell'atmosfera di Pianeti Extrasolari di tipo terrestre.
<http://www.estec.esa.nl/spdwww/future/darwin/index.html>

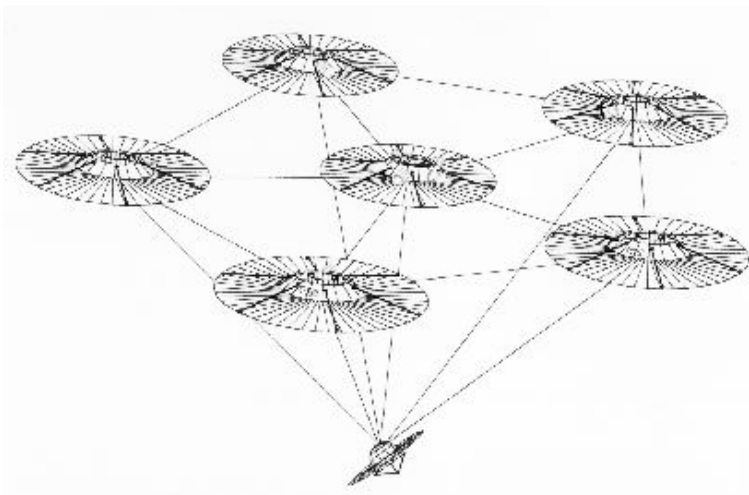


Figura 4.10: Schema della probabile formazione in cui verranno disposti i 6 telescopi spaziali che costituiranno DARWIN.

- *Planet Imager (Project >2020) (NASA) - Imaging*
 Il Planet Imager è ancora in fase di progettazione. Il progetto comprende un array di cinque telescopi, ciascuno dei quali costituito a sua volta da quattro telescopi da 8 metri di diametro. Questi telescopi verranno posizionati in modo da costituire una parabola avente una baseline di 6000 km, ciascun interferometro utilizzerà la tecnica di nulling interferometry per annullare la stella prima di riflettere la luce su un ulteriore singolo telescopio (combining spacecraft) da 8 metri situato nel fuoco della parabola. Questo progetto dovrebbe essere in grado di fornire l'Imaging

del disco per Pianeti Extrasolari di tipo terrestre, cioè risolvere il pianeta non solo come una fonte puntiforme di luce, ma come un oggetto occupante alcuni pixel del sensore ottico.

<http://eis.jpl.nasa.gov/origins/missions/planetimg.html>

Missione	Agenzia	Data lancio	Stelle Monitorate	Magnitudine Limite	Risoluzione
HIPPARCOS	ESA	1989	120000	10	1 mas
DIVA	Germania	2004(?)	3×10^7	15	0.2 mas
SIM	NASA	2009	>20000	20	0.003 mas
GAIA	ESA	2010	$> 10^9$	20	0.003 mas

Tabella 4.1: Confronto delle caratteristiche di Hipparcos con quelle delle missioni per l'astrometria previste per i prossimi anni. La missione DIVA è stata sospesa dall'agenzia spaziale Tedesca.

MISSIONE	Baseline	λ	Risoluzione di Imaging	Risoluzione Astrometrica
KECK	85 m	$2 \mu\text{m}$ e $10 \mu\text{m}$	5 mas	$10 \mu\text{as}$
SIM	10 m	Ottico	10 mas	$1 \mu\text{as}$
TPF	100 m	$7 - 17 \mu\text{m}$	25 mas	N/A
PI	6000 Km	$7 - 17 \mu\text{m}$	$0.3 \mu\text{as}$	N/A

Tabella 4.2: Sommario delle caratteristiche per le missioni interferometriche previste dalla NASA che contemplano la ricerca dei Pianeti Extrasolari.

4.2.3 Regioni accessibili all'osservazione

In questo paragrafo si discutono le regioni accessibili all'osservazione di Pianeti Extrasolari nei prossimi 6-7 anni.

In figura 4.11 sono riportati alcuni dei Pianeti Extrasolari finora scoperti e i pianeti del Sistema Solare eccetto Mercurio e Plutone. In scala LogLog sono rappresentate le curve di sensibilità per il metodo della velocità radiale (Doppler 3m/s), per il metodo astrometrico applicato a stelle a diverse distanze (Missioni spaziale SIM (lancio previsto dalla Nasa per il 2009) e FAME, che forse non verrà realizzata), e per il metodo del transito fotometrico da terra (Ground Based Photometry) e dallo spazio (Kepler (Nasa 2007) , Corot (Esa 2004)). Le righe verticali tratteggiate rappresentano il cut-off dovuto al periodo di osservazione,

più di 10 anni per il metodo della velocità radiale e del transito fotometrico da terra, di qualche anno o pochi mesi per le missioni spaziali in programma. Il rettangolo verde contenente la Terra rappresenta la cosiddetta “Habitable Zone”, cioè la zona in cui si pensa che i pianeti possano ospitare qualche forma di vita.

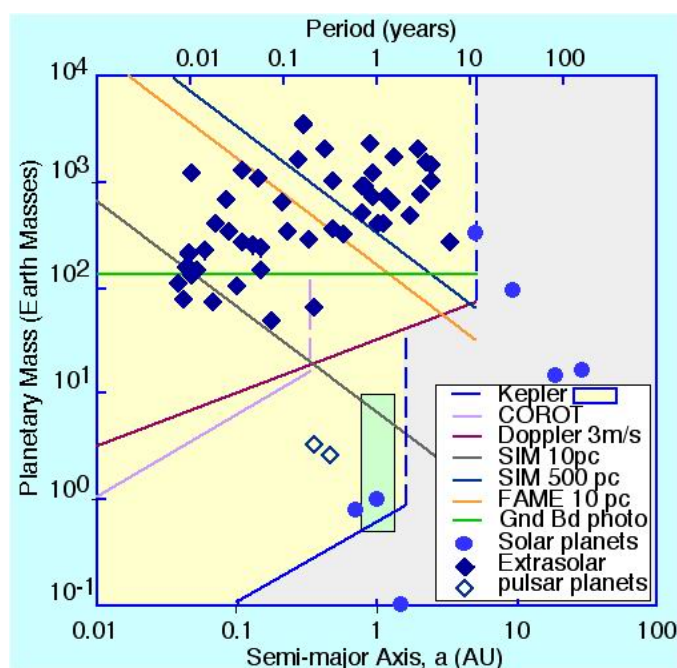


Figura 4.11: Regioni accessibili all’osservazione di Pianeti Extrasolari: sensibilità raggiungibili nei prossimi 6-7 anni.

4.3 Elenco dei Pianeti Extrasolari

Le tabelle 4.3, 4.4 e 4.5 riportano le caratteristiche dei Pianeti Extrasolari scoperti finora. I dati sono aggiornati al 19/3/2003.

Le tabelle 4.3 e 4.4 riportano 105 Pianeti Extrasolari scoperti attorno a stelle di tipo solare: di questi 103 sono stati scoperti con il metodo della velocità radiale, il pianeta OgleTr56b è stato scoperto con il metodo del transito mentre ϵ Eridani attraverso lo studio di un disco di polveri.

La tabella 4.5 riporta i 5 pianeti rivelati attorno a due Pulsars con il metodo del Pulsar Timing.

Pianeta	$M_p \sin i$ (M_J)	P (Giorni)	a (U.a.)	e
OgleTr56 b	0.90	1.2	0.0225	0
HD83443	0.35	2.986	0.038	0
HD46375	0.25	3.024	0.041	0.02
HD179949	0.93	3.092	0.045	0
HD187123	0.54	3.097	0.042	0.01
TauBoo	4.14	3.313	0.047	0.04
BD103166	0.48	3.487	0.046	0.05
HD75289	0.46	3.508	0.047	0.01
HD209458	0.63	3.524	0.046	0.02
HD76700	0.19	3.971	0.049	0
51Peg	0.46	4.231	0.052	0.01
UpsAnd b	0.68	4.617	0.059	0.01
HD49674	0.12	4.948	0.057	0
HD68988	1.90	6.276	0.071	0.14
HD168746	0.24	6.400	0.066	0
HD217107	1.29	7.130	0.072	0.14
HD162020	13.73	8.420	0.072	0.28
HD130322	1.15	10.72	0.092	0.05
HD108147	0.41	10.9	0.079	0.20
HD38529 b	0.78	14.31	0.129	0.28
55Cnc b	0.84	14.65	0.115	0.02
GJ86	4.23	15.80	0.117	0.04
HD195019	3.55	18.20	0.136	0.02
HD6434	0.48	22.09	0.154	0.30
GJ876 c	0.56	30.12	0.130	0.27
RhoCr b	0.99	39.81	0.224	0.07
55Cnc c	0.21	44.28	0.241	0.34
HD74156 b	1.55	51.60	0.276	0.65
HD168443 b	7.64	58.10	0.295	0.53
GJ876 b	1.89	61.02	0.207	0.10
HD3651	0.20	62.23	0.284	0.63
HD121504	0.89	64.62	0.317	0.13
HD178911	6.46	71.50	0.326	0.14
HD16141	0.22	75.80	0.351	0
HD114762	10.96	84.03	0.351	0.33
HD80606	3.43	111.8	0.438	0.93
70Vir	7.41	116.7	0.482	0.40
HD52265	1.14	119.0	0.493	0.29
HD1237	3.45	133.8	0.505	0.51
HD37124 b	0.86	153	0.543	0.2
HD73526	3.63	188.0	0.647	0.52
HD82943 c	0.88	221.6	0.728	0.54
HD8574	2.08	228.5	0.77	0.30
HD169830	2.95	230.4	0.823	0.34
UpsAnd c	1.90	241.3	0.829	0.28
HD12661 b	2.30	263.3	0.823	0.35
HD89744	7.17	256.0	0.883	0.70
HD40979	3.16	260.0	0.818	0.26
HD150706	1.0	264.9	0.82	0.38
HD134987	1.63	265.0	0.821	0.37
HD17051	2.12	312.0	0.909	0.15
HR810 b	2.26	320.1	0.925	0.161
HD92788	3.88	337.0	0.969	0.28
HD142	1.36	338.0	0.980	0.37

Tabella 4.3: Pianeti Extrasolari ordinati per Periodo crescente. Dati provenienti da [1] e [26] ed aggiornati al 19/03/2003

Pianeta	$M_p \sin i$ (M_J)	P (Giorni)	a (U.a.)	e
HD28185	5.70	383.0	1.03	0.07
HD177830	1.24	391.0	1.10	0.40
HD108874	1.65	401.0	1.07	0.20
HD4203	1.64	406.0	1.09	0.53
HD128311	2.63	414.0	1.01	0.21
HD27442	1.32	415.0	1.16	0.06
HD210277	1.29	436.6	1.12	0.45
HD82943 b	1.63	444.6	1.16	0.41
HD19994	1.66	454.0	1.19	0.20
HD20367	1.12	500.0	1.28	0.23
HD114783	0.99	501.0	1.20	0.10
HD147513	1.00	540.4	1.26	0.52
Hip75458	8.68	550.0	1.34	0.71
HD222582	5.20	577.1	1.36	0.76
HD23079	2.76	628.0	1.48	0.14
HD160691 b	1.74	637.3	1.48	0.31
HD141937	9.67	658.8	1.48	0.40
16Cyg b	1.68	798.4	1.69	0.68
HD4208	0.81	829.0	1.69	0.04
HD114386	0.99	872.0	1.62	0.28
GammaCeph	1.76	903	2.1	0.2
HD213240	4.49	951.0	2.02	0.45
HD10697	6.08	1074.0	2.12	0.11
47UMa b	2.56	1090.5	2.09	0.06
HD190228	3.44	1112.0	1.98	0.52
HD114729	0.88	1136.0	2.08	0.33
HD2039	5.11	1190.0	2.2	0.69
HD136118	11.91	1209.0	2.39	0.37
HD50554	3.72	1254.0	2.32	0.51
HD216437	2.09	1293.5	2.38	0.34
UpsAnd d	3.75	1284.0	2.52	0.27
HD160691 c	1	1300	2.3	0.8
HD196050	2.81	1300.3	2.41	0.20
HD216435	1.23	1326.0	2.6	0.14
HD106252	6.79	1503.0	2.53	0.57
HD12661 c	1.56	1444.5	2.56	0.20
HD37124 c	1.00	1550.0	2.5	0.40
HD23596	8.00	1558.0	2.87	0.31
HD30177	7.64	1620.0	2.65	0.21
HD168443 c	16.96	1770.0	2.87	0.20
HD145675	3.90	1775.0	2.87	0.37
HD38529 c	12.78	2207.4	3.71	0.33
HD72659	2.54	2185.0	3.24	0.18
HD39091	10.39	2280.0	3.50	0.63
HD74156 c	7.46	2300.0	3.47	0.40
HD33636	9.3	2440	3.5	0.52
EpsEri	0.92	2550.0	3.39	0.43
GJ777A	1.15	2613.0	3.65	0
47UMa c	0.76	2640.0	3.78	0
55Cnc d	4.05	5360.0	5.9	0.16
EpsEri c	0.1	102200	40	0.3

Tabella 4.4: Pianeti Extrasolari ordinati per Periodo crescente. Dati provenienti da [1] e [26] ed aggiornati al 19/03/2003

Pulsar	M_p	P (Giorni)	a (U.a.)	e
PSR 1257+12	$0.015M_{\oplus}$	0.19	25.34	0
PSR 1257+12	$3.4M_{\oplus}$	0.36	66.54	0.0182
PSR 1257+12	$2.8M_{\oplus}$	0.47	98.22	0.0264
PSR 1257+12	$100M_{\oplus}$	40	62050	-
PSR B1620-26	$1.2M_J < M \sin i < 6.7M_J$	10-64	22557-141985	0-0.5

Tabella 4.5: Pianeti attorno a Pulsars. Dati provenienti da [26] ed aggiornati al 19/03/2003

Capitolo 5

Conclusioni

La ricerca di Pianeti Extrasolari è un campo dell'astrofisica che necessita di tecniche ad altissima precisione.

Solo negli ultimi anni la tecnologia ha reso possibile la rivelazione di alcuni pianeti con masse dell'ordine di qualche massa Gioviiana fuori dal nostro Sistema Solare: le caratteristiche orbitali di questi pianeti hanno subito messo in evidenza la necessità di nuove teorie per la formazione e l'evoluzione dei sistemi planetari. In questo senso la richiesta di avere un campione il più ampio e completo possibile di Pianeti Extrasolari è chiaramente legata alla necessità di studiare nuovi modelli di formazione.

Nei prossimi anni la ricerca di Pianeti Extrasolari sarà finalizzata ad ampliare notevolmente il campione osservativo, spostando il limite di rivelazione verso pianeti di tipo terrestre: occorrerà un notevole sforzo sperimentale rivolto sia a migliorare la sensibilità delle tecniche osservative per la ricerca di Pianeti Extrasolari, sia ad adottare metodi accurati di analisi dati.

Il futuro della ricerca di Pianeti Extrasolari è rappresentato da misure spaziali: l'atmosfera terrestre non consente infatti di ottenere le precisioni nelle misure astrometriche, fotometriche e di velocità radiale che si ottengono in orbita se non con l'utilizzo di tecniche complesse (Ottiche adattive, Nulling Interferometry, Dark Speckle) e strumenti molto grandi. Le missioni previste per i prossimi dieci anni dovrebbero essere in grado di rivelare pianeti di dimensioni anche minori di quelle della Terra attorno ad altre stelle.

Infine dallo spazio sarà forse possibile, nel corso dei prossimi vent'anni, studiare la composizione chimica e ottenere immagini di eventuali Pianeti Extrasolari simili alla Terra.

Bibliografia

- [1] *California & Carnegie Planet Search*,
<http://exoplanets.org/science.html>
- [2] Wolszcan A., Frail D.A., 1992 *A planetary system around millisecond pulsar PSR 1257+12* Nature 355 145-7
- [3] Mayor M., Queloz D., 1995 *A Jupiter-mass companion to a solar-type star* Nature 378 355-9
- [4] Perryman M.A.C., 2000 *Extra-solar planets* Report on Progress in Physics Vol. 63, 1209-1272
- [5] Butler P., Marcy G.W., Vogt S.S. et al., 1996 *Attaining Doppler precision of 3 m s⁻¹*
- [6] Perryman et al., 1996 Astronomy and Astrophysics 310 L21-4
- [7] Udry S., 2000 *Planètes extra-solaires* Ecole CNRS de Goutelas XXIII
- [8] Lenà P., 1986 *Observational Astrophysics* Astronomy and Astrophysics Library, Springer-Verlag
- [9] Saar et al., 1998 The Astrophysical Journal 498 L153-7
- [10] Henry G.W., Donahue R.A. et al., 2002 *A false planet around HD 192263* The Astrophysical Journal, 577:L111-L114
- [11] Vogt et al., 2000 The Astrophysical Journal at press
- [12] Santos et al., 2000 Astronomy and Astrophysics 356 599-602
- [13] Woolf, Angel, 1998 Ann. Rev. Astron. Astrophys. 36 507-37

- [14] Bailes M., 1996 *Pulsars: Problems and Progress* Asp. Conf. Ser. 105
- [15] Høg E., 2002 *Detection of Extra Solar Planets by GAIA Photometry*
- [16] Jenkins J.M., Doyle L.R., Deeg H., 2000 *Ground-Based Photometric Detection of Extrasolar Planets*
- [17] Mao S., Paczynski B., 1991 *The Astrophysical Journal* 374 L37-40
- [18] Wambsganss J., 1997, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 284 172-88
- [19] Gaudi B. Scott, 2002 *Microlensing Searches for Extrasolar Planets: Current Status and Future Prospects*
- [20] Mao Shude, (1999) *Gravitational Microlensing: past, present and future.*
- [21] Berti E., Ferrari V., 2001 *Gravitational Waves Emitted by Extrasolar Planetary Systems* *Phys. Rev.*, 63, 064031
- [22] Kojima Y., 1987 *Prog. Theor. Phys.* 77, 297
- [23] Butler P., Marcy G.W., *Detection of Extrasolar Giant Planets*
- [24] Bracewell R., 1978 *Detecting nonsolar planets by spinning infrared interferometer* *Nature* 274 780-81
- [25] Bracewell e MacPhie, 1979 *Searching for nonsolar planets* *Icarus* 38 136-47
- [26] Schneider J., *Extra-solar Planets Catalogue*, <http://www.obspm.fr/encycl/catalog.html>
- [27] Charbonneau D. et al., 2001 *Detection of an Extrasolar Planet Atmosphere*
- [28] Quillen A.C., Thorndike S., 2002 *Structure in the ϵ Eridani dusty disk caused by mean motion resonances with a 0.3 eccentricity planet at periastron* *The Astrophysical Journal*, 578:L149-L152
- [29] Brown T.M., Charbonneau D., Gilliland R.L. et al., 2000 *A lack of planets in 47 Tucanae from a Hubble Space Telescope search* *The Astrophysical Journal*, 545:L47-L51
- [30] Mazeh T., Zucker S., 2002 *A Statistical Analysis of the Extrasolar Planets and the Low-Mass Secondaries* astro-ph/0201337

- [31] Mazeh T., Zucker S., 2002 *On the Mass-Period Correlation of The Extrasolar Planets* The Astrophysical Journal, 568:L113-L116
- [32] Lucy L.B., 1974 *An iterative technique for the rectification of observed distributions* The Astrophysical Journal Vol 79, Number 6, 745-754
- [33] Lucy L.B., Ricco E., 1979 *The significance of Binaries with nearly Identical Components* The Astrophysical Journal Vol 84, Number 3, 401-412
- [34] Heacox W.D., 1999 *On the Nature of Low-Mass Companions to Solar-Like Stars* The Astrophysical Journal, 526:928-936
- [35] Charbonneau et al., 2000 The Astrophysical Journal 529 L45-8 ; Henry et al. Astrophys. J. 529 L41-4
- [36] Sasselov et al., 2003 *A New Transiting Extrasolar Giant Planet* astro-ph/0301052
- [37] Jorissen A., Mayor M., Udry s., 2001 *The Distribution of Exoplanet Masses* astro-ph/0105301
- [38] Butler R.P. et al., 2001 *Statistical Properties of Extrasolar Planets* ASP Conference Series Vol. 3×10^8

Alcune cose che mi sento di dire

Guardarsi indietro fa sempre un certo effetto.

Come in tutte le tappe intermedie di un viaggio c'è malinconia nel pensare alle esperienze fatte e alle persone conosciute, ma c'è anche tanta voglia di andare oltre per scoprire i luoghi nuovi e le infinite possibilità della vita.

Di strada d'avanti ne ho ancora davvero tanta, ma mi va di fermarmi un attimo e dire grazie a chi, per un motivo o per un altro, mi ha accompagnato lungo questo tragitto rendendolo speciale. Sono tanti perciò non potrò essere breve nè riuscirò a non dimenticarmi di qualcuno.

A mia madre. Grazie per esserci sempre stata, comunque e dovunque e come solo tu sai fare.

A Eva che mi ha sopportato tutto questo tempo senza mai smettere di volermi bene.

A mio padre.

Ai miei amici Fabiano Busdraghi e Fabio Del Sordo con cui ho passato le giornate più belle di questi anni a Pisa.

A Boris per essere un amico sincero.

A Dimitri Mugnai.

A Alberto Maggi, Cosimino, Giacomo Marmorini, Il Presidente, Peppe Tumino, Walter Del Pozzo.

Ai miei compagni di appartamento.

Vorrei inoltre ringraziare la mia relatrice Rosa Poggiani per la disponibilità e per l'entusiasmo che mette in tutte le cose.

Un grazie al Prof. Emilio d'Emilio, per la fisica che mi ha *davvero* insegnato e per le lunghe chiacchierate assieme in cui ho imparato sempre qualcosa, e non solo di fisica.

Un ringraziamento al Prof. Steve Shore per la sua disponibilità totale e incondizionata e per alcuni suggerimenti utilissimi.