

ALMA Mater Studiorum
Università degli Studi Bologna

SCUOLA DI SCIENZE

Corso di Laurea Magistrale in Astrofisica e Cosmologia

Dipartimento di Fisica e Astronomia

La ricerca dei mondi extra-solari: implicazioni
filosofiche ed aspetti metodologici
nell'Astrofisica moderna

Tesi di Laurea di:

Fabio Antonelli

Relatore:

Chiar.mo Prof.:

Alberto Buzzoni

Co-relatore:

Prof. Orsola De Marco

INDICE

1	INTRODUZIONE	p.3
2	STORIOGRAFIA ED ASPETTI FILOSOFICI	p.6
2.1	Premessa	p.6
2.2	Filosofia e mondi extra-solari	p.8
2.3	Le prime possibili scoperte di esopianeti	p.11
2.4	Storia recente	p.14
3	METODI DI RICERCA DEGLI ESOPIANETI	p.21
3.1	Possibili approcci osservativi	p.21
3.2	I metodi di detezione astrometrica	p.23
3.3	Lenti gravitazionali	p.31
3.4	Esempi rilevanti di micro-lensing planetario	p.33
3.4.1	OGLE-2012-BLG-0026	p.36
3.4.2	OGLE-2011-BLG-0251	p.41
3.4.3	MOA-2010-BLG-311	p.47
3.5	Il metodo delle velocità radiali e dei transiti planetari	p.52
3.6	Immagine diretta	p.59
3.7	Fondamenti matematici dei transiti planetari	p.64
4	STRUMENTI DI DETEZIONE E PROGRAMMI DI RICERCA IN CORSO	p.67
4.1	Strumenti di ultima generazione	p.67
4.2	Programmi in corso ed a medio termine da terra e dallo spazio	p.81
4.2.1	Il gruppo ExoPAG SAG#5	p.81
4.2.2	La missione Kepler	p.82
4.2.3	La missione CoRot	p.83
4.2.4	La missione GAIA	p.84
4.2.5	Altri programmi e progetti di ricerca	p.85

5 NUOVE LINEE DI RICERCA SULL'INTERAZIONE DINAMICA TRA PIANETI E STELLE: VERSO UNA RIVOLUZIONE DEL PARADIGMA EVOLUTIVO STELLARE?	p.87
5.1 Stelle binarie e sistemi planetari: il quadro dinamico	p.87
5.2 Interazione pianeta-stella in fasi di Post-Sequenza Principale: l'impatto sull'evoluzione planetaria	p.94
5.3 Interazione pianeta-stella: l'impatto sull'evoluzione stellare in fasi di Post-Sequenza Principale	p.108
5.4 Interazione pianeta-stella: l'impatto sulle caratteristiche spettrofotometriche delle galassie	p.116
5.5 Effetti dei pianeti sul campo magnetico stellare	p.120
5.6 Interazioni planetarie in sistemi stellari binari	p.122
Conclusioni	p.126
Bibliografia	p.128
Appendice: Catalogo degli esopianeti scoperti	p.135

Capitolo 1

INTRODUZIONE

Il presente lavoro sarà dedicato genericamente allo studio dei metodi di ricerca dei mondi extra-solari e ad alcuni aspetti teorici legati ai fenomeni di interazione fra stelle e pianeti. In realtà il termine “mondi extra-solari” nel corso della mia tesi potrà assumere anche diversi significati ed inserirsi in percorsi di analisi con caratteristiche differenti fra loro. Innanzitutto le implicazioni filosofiche che sono presentate nel titolo della presente tesi sono da considerarsi già esse inserite in un percorso più ampio a carattere storiografico. Dopo una breve premessa introdurrò dunque un percorso storiografico che avrà inizio proprio analizzando alcune implicazioni filosofiche. Questa digressione da un contesto puramente scientifico in una tesi che dovrà avere necessariamente un carattere rigoroso ed analitico è fondamentale perché è nella filosofia che occorrerà ricercare alcune tracce nella storia antica, e non solo, relative alla ricerca di mondi extra-solari. Definirò inizialmente alcune doverose distinzioni che dovranno essere da premessa necessaria prima di affrontare un percorso storiografico. Queste riguarderanno le conoscenze scientifiche relative all’Universo che aveva l’uomo in epoche lontane, ben diverse da quelle attuali. Nella prima parte parlerò quindi di “mondi extraterrestri” intesi come dimensioni anche fisiche ove immaginare l’esistenza di forme di vita non terrestri inserite nell’Universo allora conosciuto. E’ in queste dimensioni che definirò come conseguenze di un archetipo (il bisogno di indagare dimensioni sconosciute) ed immaginarie che si dovranno intendere le mie “implicazioni filosofiche” presenti nel titolo della tesi. Successivamente tali implicazioni diverranno puramente storiografiche ed il termine “mondi extraterrestri” dovrà essere sostituito con il termine “pianeti extra-solari”. Il percorso che dovrà esaminare gli eventi più significativi della storia relativi alla scoperta di pianeti al di fuori del sistema solare entrerà dunque in una dimensione più scientifica partendo dalle prime scoperte annunciate e poi non confermate della metà del secolo diciannovesimo. L’evoluzione delle tecniche osservative e delle conoscenze scientifiche permetteranno agli astronomi di annunciare le prime scoperte di pianeti extra-solari certe solo dagli ultimi decenni del ventesimo secolo. L’ultima parte della mia introduzione storiografica sarà dunque dedicata ad un brevissimo ma estremamente importante periodo storico in cui si concentreranno scoperte destinate a cambiare le dinamiche della ricerca scientifica astronomica ed astrofisica nei decenni seguenti. Nel periodo che va dal 1988 al 1995 saranno infatti individuati i primi pianeti al di fuori del sistema solare, scoperte che questa volta avranno delle conferme certe seppure successive di molti anni. Dalla individuazione del primo pianeta orbitante attorno ad una stella della sequenza principale, ovvero nelle sue fasi evolutive iniziali, avvenuta

nel 1995 (51 Pegasi) la storia degli esopianeti (come possono essere definiti i pianeti al di fuori del sistema solare) vedrà un susseguirsi ininterrotto di scoperte che cambieranno il quadro stesso in cui dovrà muoversi la ricerca scientifica in ambito astrofisico ed anche cosmologico. Esaminerò questo percorso storico, ovvero dal 1995 ad oggi, parallelamente ad una storia dei metodi di scoperta degli esopianeti e dunque nel secondo capitolo della mia tesi.

Il secondo capitolo sarà dunque dedicato ai metodi di scoperta degli esopianeti. Inizierò analizzando ed esponendo i risultati principali di alcuni significativi studi recenti relativi ai metodi di scoperta. L'intento sarà principalmente quello di descrivere le tecniche strumentali ed i contenuti teorici dei metodi di ricerca evidenziandone aspetti applicativi. In questo senso esaminerò dunque alcuni risultati di alcuni importanti programmi di ricerca quali il progetto ESPRI (extrasolar planet search with PRIMA) ed altri e proporrò alcuni esempi specifici relativi alle detezioni di esopianeti negli anni più recenti (quali i sistemi OGLE-2012-BLG-0026, OGLE-2011-BLG-0251, MOA-2010-BLG-311 ed altri). Presentando i risultati derivanti dall'esame degli studi relativi a queste recenti scoperte è possibile ottenere una descrizione analitica delle tecniche strumentali e dei contenuti teorici alla base dei metodi di scoperta degli esopianeti. In questo modo verranno studiati i diversi metodi ovvero quello della microlente gravitazionale, della velocità radiale, dei transiti planetari e dell'osservazione diretta. Nella seconda parte del capitolo saranno analizzati alcuni sistemi strumentali utilizzati nei programmi di ricerca e nei telescopi ad essi dedicati in modo più dettagliato. Anche in questo caso verranno proposti esempi applicativi relativi all'utilizzo di sistemi ottici, coronografi e strumentazione per l'indagine astrometrica e spettroscopica allo scopo di esaminarne le caratteristiche tecniche e di funzionamento. Chiuderò il capitolo con un paragrafo nel quale saranno presentati i principali progetti di ricerca operativi dedicati alla scoperta dei pianeti extra-solari ed in particolare parlerò dei progetti *Kepler*, *CoRoT* e *Gaia*. Quest'ultimo progetto di ricerca seppure non sia dedicato principalmente all'individuazione degli esopianeti ci consegnerà sicuramente dei risultati significativi in questo campo. Seguirà un elenco schematico di altri progetti e missioni operative o programmate. Ad oggi la ricerca grazie alla sensibile evoluzione delle tecniche osservative, della strumentazione ad esse dedicata e delle concezioni teoriche che ne sono alla base ci sta portando a dei risultati entusiasmanti. Già oltre mille esopianeti di masse diverse e con differenti caratteristiche spettroscopiche sono stati individuati nella nostra galassia. Un elenco schematico dei pianeti ad oggi individuati sarà presentato in Appendice a chiusura di questo lavoro.

L'ultimo capitolo di questa tesi affronterà un argomento teorico che ritengo essere di particolare interesse per le prospettive di ricerca che si stanno aprendo nel campo dello studio dell'evoluzione stellare e non solo. Presenterò alcuni risultati da studi recenti che analizzano i fenomeni di interazione dinamica fra corpi

planetari e stelle durante le varie fasi di evoluzione stellare ed i fenomeni di interazione durante le fasi evolutive degli involucri comuni nei sistemi binari sempre fra corpi planetari e stelle. Esaminerò e presenterò i risultati di queste ricerche seguendo lo stesso percorso dell'evoluzione stellare partendo dalle fasi che seguono la sequenza principale per arrivare agli esiti morfologici del Braccio orizzontale ed alla fase delle Nebulose planetarie. Saranno così evidenziate le conseguenze che il processo di perdita di massa dai pianeti durante i meccanismi di interazione dinamica avrà sui percorsi evolutivi delle stelle e su alcune loro caratteristiche fisiche. I risultati sono significativi ed evidenti anche negli spettri integrati delle galassie. Oltre alle varie fasi di evoluzione stellare i pianeti possono anche condizionare le fasi evolutive dell'involucro comune dei sistemi binari. Verranno esposti risultati da recenti studi che ritengo essere molto significativi in questo ambito di ricerca.

Conclude il presente lavoro un catalogo completo degli esopianeti scoperti al Novembre del 2013 che include i principali parametri fisici, ovvero la massa ed il raggio del pianeta (riferiti rispettivamente alla massa ed al raggio di Giove).

Capitolo 2

STORIOGRAFIA ED ASPETTI FILOSOFICI

2.1 Premessa

Questo lavoro, come ho espresso nell'introduzione, è dedicato allo studio dei metodi di ricerca dei pianeti extra-solari con una successiva analisi di alcuni aspetti teorici a loro collegati e con una introduzione storiografica. Inizierò l'introduzione storiografica nel seguente paragrafo partendo da una storia antica che necessariamente dovrà riguardare anche alcuni temi di carattere filosofico. In questo senso proporrò una distinzione di significati tra "pianeti extra-solari" e "mondi extra-solari" (che come vedremo sarà più corretto definire extraterrestri). Filosofi e scienziati nei tempi antichi e fino all'epoca moderna si sono dedicati alla ricerca di mondi extra-solari e li immaginavano come dimensioni nell'Universo allora conosciuto ove potessero essere presenti nuove forme di vita. La storia più recente grazie all'evoluzione dei metodi osservativi e delle conoscenze scientifiche si è dedicata invece alla ricerca di pianeti al di fuori del sistema solare. In questa breve premessa vorrei pormi idealmente all'epoca della ricerca dei "mondi extra-solari" e vedere come questo che definirò successivamente come un archetipo (un bisogno primario della natura umana) verrà rappresentato in alcune forme dell'espressione artistica. Proporrò dunque un elenco di alcune opere cinematografiche e letterarie che hanno reso possibile il manifestarsi concretamente in una forma di espressione artistica (considerando il cinema come un'arte) un bisogno naturale dell'uomo di cercare nell'Universo nuove forme di vita e di immaginare mondi (e quindi pianeti) che le potessero ospitare. Mi sembra opportuno "confinare" in una breve premessa questo elenco per non rischiare di allontanarmi troppo dal doveroso rigore con cui dovrò affrontare temi ben più impegnativi. Inoltre farò riferimento ad alcune rappresentazioni cinematografiche ed opere letterarie relative a pianeti extra-solari di cui parlerò nei successivi paragrafi per garantire se possibile una linearità tematica.

Segue dunque un elenco di opere cinematografiche, televisive e letterarie (del ventesimo secolo) che contengono riferimenti espliciti od indiretti ai "mondi extra-solari" dei quali parlerò nei paragrafi successivi di questo capitolo. L'elenco delle opere che contengono riferimenti ai pianeti di cui parlerò nel corso di questo lavoro sarebbe vastissimo. Qui mi limito ad esporre una serie di opere ambientate

in pianeti la cui scoperta non ebbe mai conferma: i pianeti immaginari nei sistemi 70 Ophiuchi e nel sistema della stella di Barnard. Ritengo che sia molto interessante notare come la fantasia e la creatività umana abbiano avuto una così fertile espressione anche del descrivere mondi realmente immaginari. Questo breve elenco inoltre potrebbe essere comunque esemplificativo di come sia importante per l'uomo rendere concreto attraverso l'utilizzo di forme espressive il bisogno interiore di immaginare l'esistenza di altri mondi e di vite extraterrestri che li abitano (fonte: wikipedia):

- *Dune* (1965) di Frank Herbert. Serie di romanzi nei quali Sikun è il terzo pianeta del sistema 70 Ophiuchi (Figura 2.1)
- *Miri* (1966). Episodio della serie televisiva “*Star Trek: the Original series*” dai romanzi di Gene Roddenberry. In questo episodio gli eventi hanno luogo in un pianeta del sistema 70 Ophiuchi
- *The Ophiuchi Hotline* (1977) romanzo di John Varley nel quale l'autore parla di un segnale radio proveniente dal sistema 70 Ophiuchi
- *Endymion*. Romanzo di Dan Simmons in cui l'autore narra di un mondo acquatico chiamato “Mare infinitus” in un satellite di un pianeta del sistema 70 Ophiuchi
- *The Legion of Space* (1934). Serie di riviste con racconti di fantascienza ambientati in pianeti del sistema della stella di Barnard
- *The Black Corridor* (1969). Romanzo di Michael Moorcock nel quale il pianeta Munich 15040 è in orbita attorno alla stella di Barnard
- *Blindpassasjer* (1978). Serie televisiva norvegese ambientata nel pianeta Rossum del sistema della stella di Barnard
- *The Alien Encounters* (1979). Film di James T. Flocker di fantascienza con protagonisti alieni provenienti da mondi del sistema della stella di Barnard
- *Galactica Discovers Earth* (1980). Episodio della serie televisiva *Galactica* 1980 ambientato nel sistema della stella di Barnard
- *Downbelow Station* (1981). Racconto di C.J. Cherryh nel quale la stella di Barnard ospita nelle sue regioni circumstellari una stazione orbitante denominata *Alpha Station*
- *Hyperion* (1989-1997). Racconti di Dan Simmons. Questa raccolta è un classico della letteratura fantascientifica ed i racconti sono ambientati nel pianeta agricolo “Barnard’s world” nel sistema della stella di Barnard
- *The Garden of Rama* (1991). Romanzo di Arthur C. Clarke e Gentry Lee nel quale si narra ancora di una stazione orbitante nel sistema della stella di Barnard



Figura 2.1: Rappresentazione artistica del pianeta immaginario di Arrakis. La vita su questo pianeta è immaginata nei romanzi di fantascienza della serie di Dune di Frank Herbert ambientati anche in un pianeta chiamato Sikun idealmente in orbita attorno ad una componente del sistema binario 70 Ophiuchi (fonte: wikipedia).

2.2 Filosofia e mondi extra-solari

Prima delle scoperte che ebbero una conferma nella comunità scientifica o che furono solo annunciate l'esistenza dei pianeti extra-solari si potrebbe definire come una "immagine di una coscienza collettiva". Questa definizione astratta subito ci porta in una dimensione non scientifica ma forse più filosofica nella quale sarebbe possibile iniziare a costruire un percorso storiografico relativo alla ricerca dei pianeti extra-solari. In questo capitolo dedicato alla storia delle scoperte degli esopianeti vorrei dunque iniziare con una breve introduzione che descriva come la filosofia, forse più che la scienza, abbia nella storia antica cercato "altrove" nell'Universo. Per costruire questo breve percorso occorre innanzitutto sostituire la parola "pianeti" con la parola "mondi". E' una sorta di archetipo, di bisogno naturale che risiede nell'inconscio umano quello di cercare nuove realtà in dimensioni lontane ed a volte persino metafisiche. Che le dimensioni ove questo bisogno naturale dell'inconscio faceva immaginare l'esistenza di altri mondi fossero metafisiche, o per meglio dire immaginarie, è anche evidente considerate le conoscenze scientifiche sull'Universo nella storia

antica e più recente. Fino al diciannovesimo secolo si può dunque sostenere che la ricerca di pianeti al di fuori del sistema solare era soprattutto una “speranza”, come una proiezione in una dimensione immaginaria e per questo metafisica di una necessità quasi primordiale dell’uomo: il bisogno di indagare l’ignoto per trovarvi mondi lontani e nuove vite nell’Universo. Il concetto stesso di “Universo” era ovviamente ben diverso nell’antichità rispetto ad oggi. Anche per questo occorre cercare di più nella storia della filosofia che in quella della scienza qualche traccia lontana di una ricerca di mondi extra-solari che è doveroso definire “extraterrestri” vista la ben diversa posizione che aveva la terra nell’Universo in tempi antichi e fino alla storia moderna.

Già nella filosofia greca classica si possono trovare esempi che riflettono questa necessità di immaginare mondi lontani. Democrito (470/457 a.C. – 360/350 a.C.) e Leucippo (V secolo a.C.) scrivono che gli atomi si aggregano a formare mondi come il nostro, i *kosmoi*, muovendosi vorticosamente in un vuoto infinito mentre il nostro mondo è destinato a disintegrarsi. Epicuro e Lucrezio (94/50 a.C.) con il suo *De Rerum Natura* sostengono le idee di Democrito e Leucippo sulla pluralità di mondi (idee invece contrastate dalla filosofia platonica ed aristotelica). Le tesi che sostenevano l’esistenza di più mondi possibili ed abitati da vite extraterrestri vennero riproposte anche in epoche più recenti da filosofi come Nicola Cusano e Giordano Bruno per quanto sostenere tali tesi così in contrasto con la Dottrina ecclesiastica in un periodo storico in cui il potere della Chiesa era dominante poteva portare gli autori alla condanna da parte della Santa Inquisizione. Fu così per Giordano Bruno ma non per Nicola Cusano che divenne addirittura Cardinale. Il filosofo tedesco del XV secolo scrisse nella *De docta ignorantia*:

“La vita come esiste sulla Terra nella forma di uomini, animali e piante, dovrà trovarsi, supponiamo in una forma più alta, nelle regioni solari e stellari. Invece di pensare che così tante stelle e parti di paradiso sono disabitate e che questa nostra Terra sia la sola ad essere abitata - e forse con abitanti di razza inferiore - supporremo che ogni regione è abitata da popoli diversi per natura ma tutti originati da Dio, che è il centro e la circonferenza di tutte le regioni stellari.”

Giordano Bruno (Figura 2.2) dichiarò similmente in *De l’Infinito Universo et Mondi* (1584) dai suoi *Dialoghi Italiani*:

“Questo spazio io dichiaro essere infinito....in esso ci sono una infinità di mondi dello stesso genere del nostro.”



Figura 2.2: Giordano Bruno e l'Infinito in una illustrazione di James S. Arthur (fonte: wikipedia)

Idee espresse anche da Isaac Newton nel *General Scholium* dal terzo libro del *Philosophiae Naturalis Principia Mathematica* (Figura 2.3).

La ricerca di altri mondi intesi come dimensioni lontane popolate da vite extraterrestri era dunque soprattutto legata al bisogno di cercare corpi celesti nell'Universo allora conosciuto (sarebbe meglio dire "immaginato") che potessero permettere la concretizzazione di un "sogno". L'archetipo del bisogno naturale dell'uomo di non sentirsi solo nell'Universo potrebbe appunto esprimersi nella realizzazione di un sogno inteso come una speranza che risiede nell'intimo animo umano e si manifesterebbe immaginando delle dimensioni fisiche ove ipotizzare l'esistenza di diverse forme di vita. Ancora nel diciannovesimo secolo i corpi celesti conosciuti in grado di ospitare vite extraterrestri erano i pianeti ed i satelliti del sistema solare. L'astronomo tedesco Wilhelm Herschel è dunque nella luna che immagina l'esistenza di vita extraterrestre come scrive in un manoscritto presentato alla Royal Society inglese nel diciottesimo secolo così come il fisico e matematico Karl Gauss. Anche Gauss ipotizzò che nel nostro satellite potessero esistere altre forme di vita.

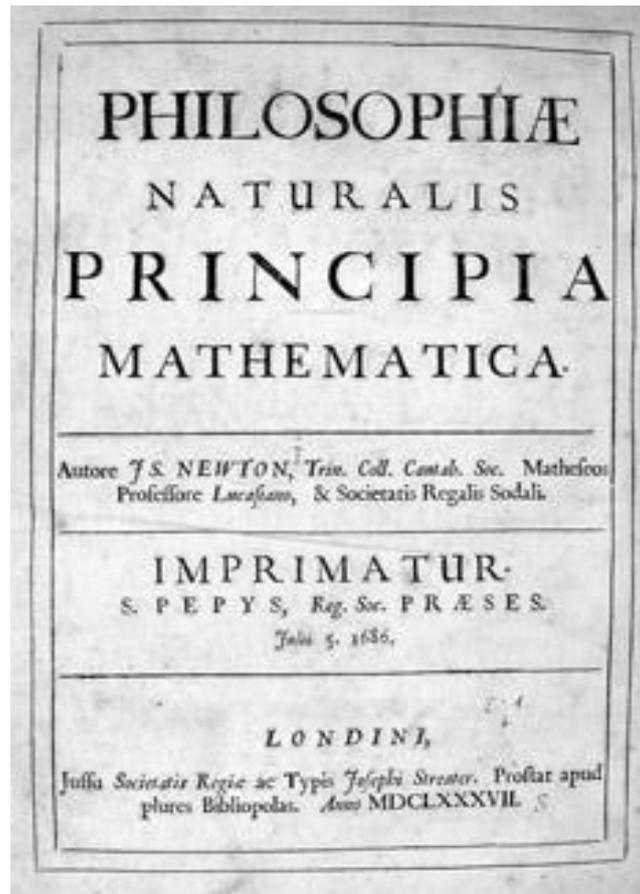


Figura 2.3: Frontespizio della prima edizione del *Philosophiæ Naturalis Principia Mathematica* del 1686-1687 di Isaac Newton (fonte: wikipedia).

Ma per immaginare altri mondi oltre i confini del sistema solare occorre tornare al pensiero filosofico, più libero di spaziare altrove nell'Universo senza i vincoli delle conferme teoriche (vincoli ovviamente del tutto giustificati). Il concetto della pluralità dei mondi rimane dunque un concetto astratto presente soprattutto nella mente dei filosofi.

2.3 Le prime possibili scoperte di esopianeti

Osserverò come la storia delle scoperte di pianeti extrasolari debba necessariamente essere una storia recente a causa della complessità delle tecniche strumentali utilizzate. Le conferme definitive e certe dell'esistenza di corpi planetari in altri sistemi stellari sono state ottenute dunque solo negli ultimi decenni del ventesimo secolo. Qui vorrei brevemente citare due possibili scoperte di esopianeti avvenute in tempi ormai lontani che non ebbero conferma teorica

negli anni successivi ed hanno di conseguenza un valore se presentate all'interno di un percorso storiografico.

Il primo annuncio dell'esistenza di un possibile pianeta al di fuori del sistema solare potrebbe essere considerato quello di W.S. Jacob dell'osservatorio di Madras dell'East India Company nel lontano 1855. Egli osservò delle anomalie nell'orbita di una componente del sistema binario 70 Ophiuchi ed attribuì queste anomalie alla possibile presenza di un pianeta nel sistema. Nel 1899 T.J.J. See sostenne che nel sistema 70 Ophiuchi potesse effettivamente essere presente un corpo non osservabile ma tale scoperta venne smentita da Forest Ray Moulton solo poco tempo dopo il quale affermò che il sistema avrebbe dovuto essere eccessivamente instabile in base ai parametri orbitali previsti con la presenza di un terzo corpo. Nel 1943 Dirk Reuyl e Erik Hobbey tornarono a proporre la possibile presenza di un pianeta nel sistema 70 Ophiuchi e ne stimarono la massa in $0.1 M_{\odot}$. Ovviamente solo molto anni dopo a seguito dei notevoli perfezionamenti delle tecniche osservative e strumentali si è potuto sostenere che la possibile presenza di corpi planetari di massa anche terrestre nel sistema binario 70 Ophiuchi non è del tutto esclusa (Wittenmyer et al. 2006). Ma non essendoci ad oggi una conferma definitiva non è ancora possibile considerare questa scoperta così lontana nel tempo come la prima scoperta di un pianeta extrasolare nella storia. In Figura 2.4 si ha una raffigurazione storica di "Ophiuco che tiene il serpente" da una raccolta di stampe di costellazioni (Urania's Mirror) pubblicata a Londra nel 1825 ed è esemplificativa delle interpretazioni artistiche che avevano le costellazioni come quella dell'Ophiuco nel secolo in cui venne identificato il possibile pianeta attorno ad una stella del sistema 70 Ophiuchi.

Occorre attendere un secolo prima che venisse annunciata alla comunità scientifica, ed al mondo intero, un'altra possibile scoperta di un pianeta extrasolare. In questo caso si tratta di un possibile sistema multiplo orbitante attorno alla stella di Barnard, una nana rossa ancora della costellazione dell'Ophiuco. I primi annunci si ebbero dal 1950 da parte di Peter van de Kamp del Swarthmore College della Pennsylvania (USA). Van de Kamp ipotizzò la presenza di un sistema planetario multiplo con corpi di massa gioviana osservando delle piccole perturbazioni nel moto proprio della stella di Barnard attraverso l'utilizzo di tecniche astrometriche.

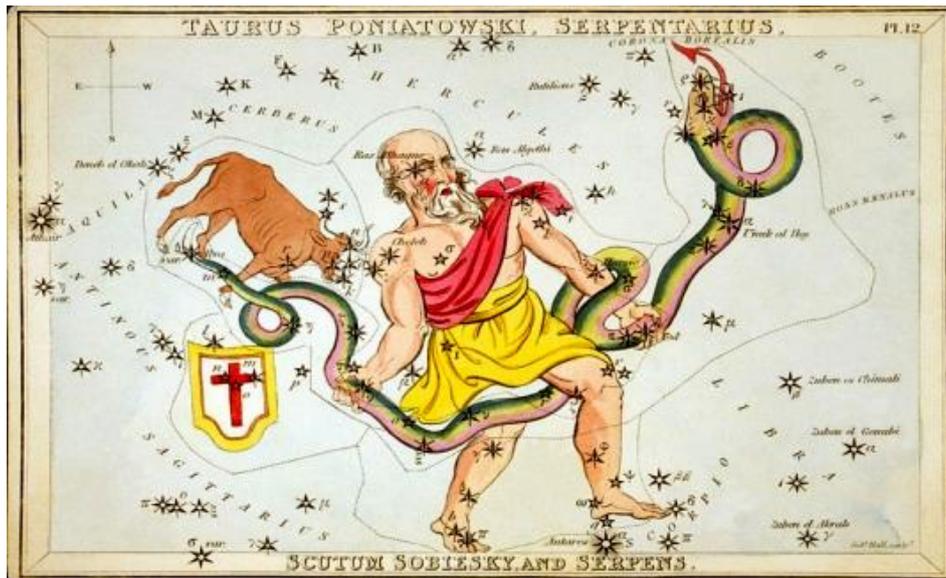


Figura 2.4: Stampa da una raccolta del 1825 con la raffigurazione di Ophiuco che tiene il serpente. La raccolta (*Urania's Mirror*) fu pubblicata a Londra e contiene una serie di stampe di costellazioni (fonte: Wikipedia).

Le sue osservazioni ebbero inizio nel 1938 dall'osservatorio del Swarthmore College e proseguirono per un lungo periodo fino agli annunci che ebbero luogo dal 1950. A seguito di questo lungo periodo di ricerca delle piccole perturbazioni orbitali nel moto proprio della stella arrivò alla conclusione che queste potessero essere originate da un pianeta di $1.6 M_J$ ad una distanza di 4.4 UA. Lo stesso van de Kamp sostenne successivamente che il sistema potesse essere composto da due pianeti di 1.1 e $0.8 M_J$ (van de Kamp 1963 e 1969). Le smentite non tardarono ad arrivare ad opera di George Gatewood ed Heinrich Eichhorn (1973) e da John L. Hershey (1973). Hershey ancora dall'osservatorio di Swarthmore osservò come le variazioni del campo astrometrico fossero in realtà collegabili a problemi strumentali del sistema ottico del telescopio. Anche nel caso della stella di Barnard ovviamente solo negli ultimi anni attraverso l'utilizzo di ben più perfezionate ed evolute tecniche strumentali si sono potute osservare le regioni attorno alla stella in modo molto più approfondito (in Figura 2.5 un'immagine della stella di Barnard, la cui posizione è indicata nel campo visivo, del 1950 e tratta da un catalogo dell'osservatorio di Palomar).

Ad oggi ancora non esistono conferme definitive sulla presenza di un sistema planetario attorno alla stella di Barnard come non esistono conferme sulla presenza di pianeti nel sistema binario 70 Ophiuchi. Rimane dunque il pianeta orbitante attorno a Gamma Cephei A il primo corpo planetario al di fuori del sistema solare ad essere stato scoperto.



Figura 2.5: Immagine della stella di Barnard (indicata nel campo visivo) del 1950 e tratta da un catalogo dell'osservatorio di Palomar (fonte. Jack Schmidling).

2.4 Storia recente

In questo lavoro dedicato allo studio degli esopianeti in cui verranno esaminati alcuni aspetti teorici ed aspetti relativi ai metodi di ricerca ho ritenuto utile e doveroso proporre un'introduzione a carattere storiografico. Questa introduzione non può però prescindere da una considerazione preliminare riguardo ai metodi di ricerca e di individuazione dei pianeti extrasolari. Come osserverò successivamente i corpi planetari in altri sistemi stellari sono relativamente "nascosti" e quindi di difficile detezione a causa della loro piccola massa (rispetto ad altri corpi ovviamente) e per alcune loro caratteristiche spettrografiche. La strumentazione dedicata alla ricerca ed all'individuazione dei pianeti extrasolari deve di conseguenza essere dotata di sistemi ad alta tecnologia propri di epoche recenti ed i metodi per la loro scoperta si basano su principi teorici e formalismi matematici complessi. Risulta evidente quindi come solo negli ultimi decenni possa essere stato possibile individuare corpi planetari con certezza assoluta. Più

precisamente è dalla seconda metà del secolo scorso che cominciano ad essere annunciate presso la comunità scientifica possibili scoperte di esopianeti ma la conferma teorica del fatto che la natura degli oggetti identificati sia quella di corpi planetari si avrà solo a partire dagli anni ottanta sempre del ventesimo secolo.

Esaminerò ed esporrò più analiticamente la storia recente delle scoperte degli esopianeti nel corso del prossimo capitolo dedicato ai metodi di ricerca e lo farò partendo dal primo gigante gassoso individuato attorno ad una stella della sequenza principale, la stella di classe G 51 Pegasi, scoperta annunciata il 6 Ottobre 1995 da Michel Mayor e Didier Queloz dell'Università di Ginevra. Prima ancora di quell'importante annuncio presso la comunità scientifica il 21 Aprile 1992 i radioastronomi Aleksander Wolszczan e Dale Frail comunicarono la scoperta di due pianeti orbitanti la pulsar PSR B1257+12 che può essere considerata come la prima ad avere avuto conferma sia sul piano osservativo che su quello teorico (Figura 2.6). Questa scoperta è stata la prima relativa a pianeti non appartenenti a sistemi di stelle della sequenza principale. E' importante osservare inoltre come il periodo in cui i due radioastronomi annunciarono la scoperta era ancora caratterizzato da una difficoltà interpretativa dei dati osservativi relativi ai corpi presenti in sistemi stellari ed era dunque difficile comprendere l'effettiva natura di questi corpi. Sia d'esempio una precedente scoperta di un corpo attorno ad un'altra pulsar (PSR 1829-10) che era stato erroneamente classificato come corpo planetario. I pianeti attorno a PSR B1257+12 furono scoperti con il radiotelescopio di 305 m di Arecibo e vennero identificati come pianeti di 2.8 e 3.4 masse terrestri. Come detto in quegli anni in cui era ancora difficile avere una corretta interpretazione della natura dei corpi identificati tali scoperte potevano venire confermate da studi posteriori anche di molti anni, studi che potevano portare ad ulteriori perfezionamenti ed integrazioni nell'analisi dei parametri fisici dei corpi individuati. In questo caso studi successivi e molto più recenti (Konacki e Wolszczan 2003) portarono ad una ulteriore definizione delle caratteristiche fisiche dei pianeti del sistema attorno alla pulsar PSR B1257+12 con la classificazione inoltre di tre corpi planetari e non due (Tabella 2.1).

Le due scoperte di pianeti che precedono quella relativa al sistema della pulsar PSR B1257+12 confermano queste difficoltà interpretative sulla natura degli oggetti individuati. Quindi anche per i primi pianeti extrasolari scoperti la conferma definitiva della loro natura è stata ottenuta solo a seguito di studi successivi di molti anni. E' il caso di HD 114762b, gigante gassoso scoperto attorno alla stella di classe F HD 114762 da David Latham e Tsevi Mazeh nel 1989. Le difficoltà interpretative nel caso di questi oggetti, ovvero di pianeti giganti gassosi e di grande massa, sono relative in particolare alla differenziazione della loro natura rispetto alle nane brune. Questi corpi nei primi anni in cui vennero individuati potevano dunque essere definiti come nane brune e non come corpi planetari.

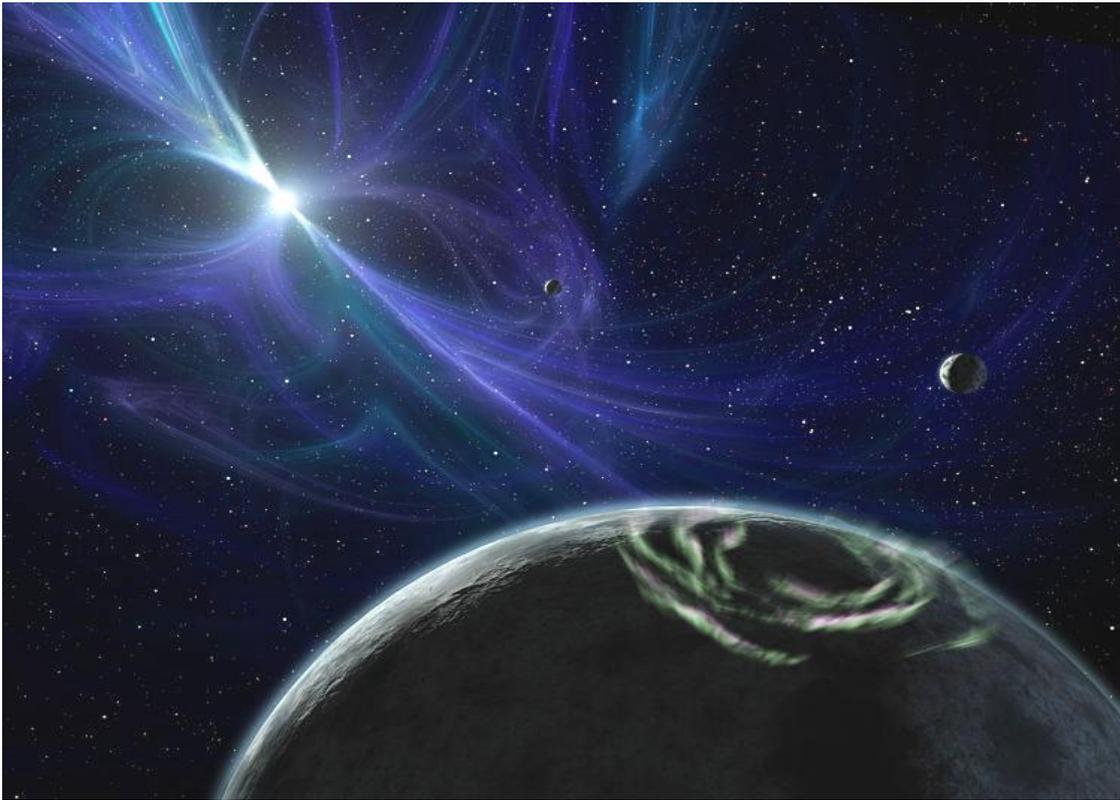


Figura 2.6: Visione artistica del sistema planetario multiplo a tre componenti attorno alla pulsar PRS B1257+12 scoperto nel 1992 dai radioastronomi Wolszczan e Frail (fonte: Wikipedia).

Compagna	Massa	Semiassa maggiore (UA)	Periodo orbitale (giorni)	Eccentricità	Inclinazione
b(ex A)	0.020 $\pm 0.002 M_{\oplus}$	0.19	25.262 ± 0.003	0.0	$\sim 50^{\circ}$
c(ex B)	4.3 $\pm 0.2 M_{\oplus}$	0.36	66.5419 ± 0.0001	0.0186 ± 0.0002	53°
d(exC)	3.9 $\pm 0.2 M_{\oplus}$	0.46	98.2114 ± 0.0002	0.0252 ± 0.0002	47°

Tabella 2.1: Parametri orbitali e masse (con M_{\oplus} massa terrestre) delle tre componenti il sistema planetario multiplo attorno alla pulsar PRS B1257+12 (Konacki & Wolszczan 2003).

La corretta definizione della loro natura dipende dall'individuazione del piano orbitale del corpo rispetto alla linea di vista. Maggiore è l'inclinazione del piano orbitale e maggiore è la massa del corpo facendo così propendere ad una sua classificazione come nana bruna. HD 114762b è stato individuato con il metodo

della velocità radiale e la sua massa minima fu inizialmente valutata in $0.011 \pm 0.001 M_{\odot}$ (Latham et al. 1989). Successive conferme teoriche si ebbero da Cochran et al (1991) e da Robinson et al. (1995), in questo caso con il metodo dei transiti planetari (nel prossimo capitolo verranno esaminati studi sulle tecniche di individuazione dei pianeti extrasolari). Attraverso una spettroscopia ad alta risoluzione Hale nel 1995 ne misurò la velocità rotazionale proiettata $v \sin i$ arrivando alla conclusione che il corpo orbitante attorno a HD 114762 doveva avere una minore inclinazione del piano orbitale confermando così la sua possibile natura di corpo planetario e non di nana bruna. In Figura 2.7 è presentato un interessante confronto dei risultati ottenuti da differenti osservazioni del sistema HD 114762 dal 1989 al 2011 che evidenzia l'evoluzione delle tecniche osservative relative al metodo della velocità radiale ed il conseguente perfezionamento dei risultati ottenuti anche in funzione di aggiornati valori dei parametri orbitali (Kane et al. 2011).

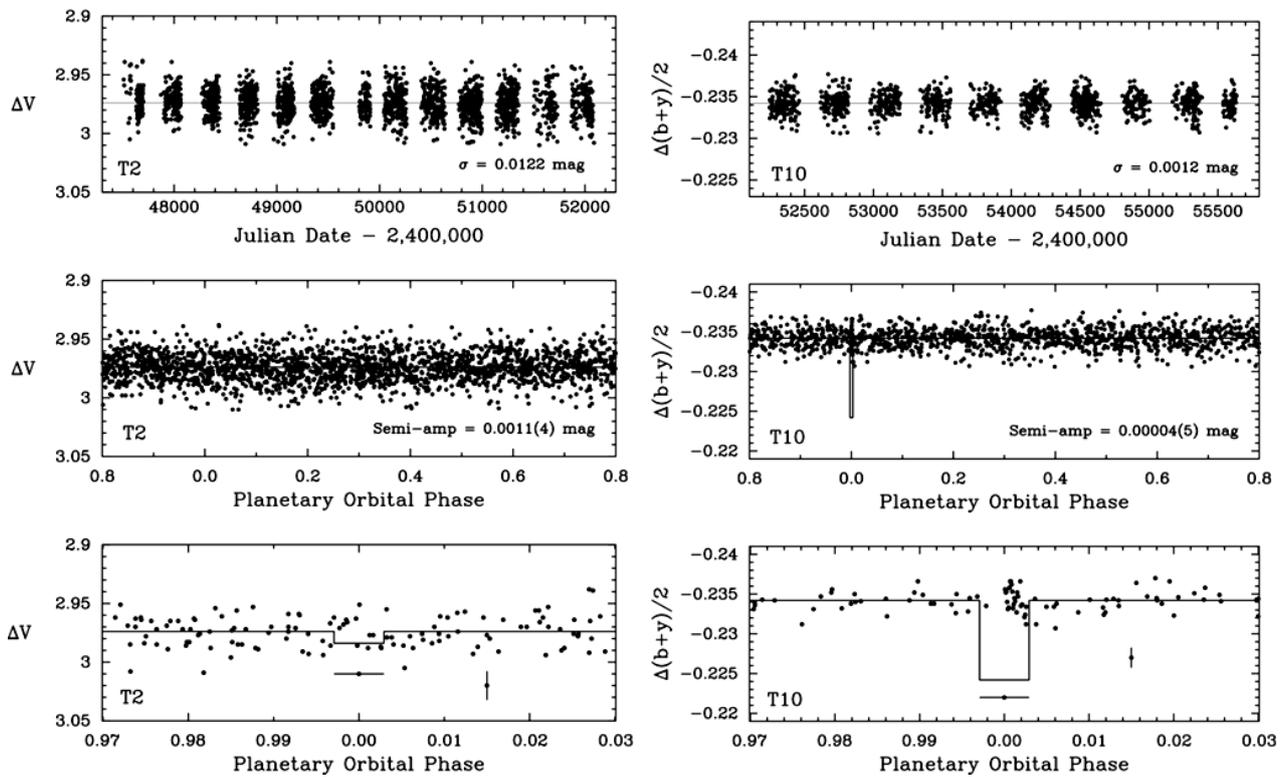


Figura 2.7: Confronto di risultati osservativi relativi al sistema HD 114762 ottenuti con fotometria ad alta precisione dai telescopi T2 di 0.25 m e T10 di 0.8 m dell'APTs (Automatic Photoelectric Telescopes) di Fairborn durante differenti osservazioni dal 1989 al 2011. Nel pannello superiore a sinistra osservazioni del ΔV del 1989 con il telescopio T2, a destra osservazioni di $\Delta(b+y)/2$ con il telescopio T10 durante i successivi 23 anni fino al 2011. Nel pannello centrale i differenti periodi di velocità radiale relativi alle osservazioni con i due telescopi T2 e T10 sono misurati attorno al valore 0.0 della fase orbitale del pianeta mentre nel pannello inferiore tali misurazioni sono su di una differente scala. Nel pannello inferiore la linea solida mostra la profondità prevista ($\sim 1\%$) e la durata (0.49 giorni) di un transit centrale riferita a nuovi parametri orbitali (Kane et al. 2011).

Come detto nell'anno della sua scoperta HD 114762b fu presentato come una possibile nana bruna compagna di una stella di tipo solare. Le periodiche variazioni nella velocità radiale della stella furono considerate una conseguenza del moto orbitale della compagna. Il suo periodo orbitale di 84 giorni fecero assimilare l'oggetto a Mercurio come valori dei parametri orbitali mentre veniva considerata l'ipotesi che la compagna fosse un pianeta gigante gassoso di $11 M_J$ (masse gioviane). In Figura 2.8 è inoltre possibile osservare una suggestiva immagine del sistema HD 114762.

Ma la prima scoperta di un pianeta extrasolare è stata annunciata alla comunità scientifica nel 1988 dagli astronomi canadesi Bruce Campbell, G.A.H Walker e Stephenson Yang dell'Università di Victoria e della Columbia britannica, scoperta avvenuta con il metodo della velocità radiale. Anche in questo caso solo nel 2003 si ebbe conferma teorica della natura del corpo individuato attorno alla componente primaria del sistema binario Gamma Cephei che venne classificato dunque come corpo planetario e non come nana bruna (per quanto negli anni successivi alla sua scoperta ci furono possibili conferme ad opera di Lawton e Wright nel 1989 e smentite ad opera di Walker et al. nel 1992).



Figura 2.8: Immagine del sistema HD 114762. Attorno alla stella di classe F orbita un pianeta gigante gassoso che è uno dei primi esopianeti ad essere stato scoperto con il metodo della velocità radiale (fonte: wikipedia).

In Tabella 2.2 sono elencati alcuni parametri orbitali e la massa del pianeta orbitante attorno al sistema Gamma Cephei:

Compagna	Massa	Semiassa maggiore (UA)	Periodo orbitale (giorni)	Eccentricità
b	$\geq 1.60 \pm 0.13M_J$	2.044 ± 0.057	902.9 ± 3.5	0.115 ± 0.058

Tabella 2.2: Parametri orbitali e massa del pianeta orbitante attorno alla componente primaria del sistema Gamma Cephei (Torres 2006).

Il sistema Gamma Cephei è presente nella lista del primo programma di ricerca di componenti compagni planetari in sistemi vicini condotto con il metodo della velocità radiale ad alta precisione con il CFHT (Canada-France-Hawaii Telescope; Campbell & Walker 1979; Walker et al. 1995). Campbell, Walker e Yang all'epoca del loro importante annuncio esaminarono diverse possibili cause di una osservata variabilità della velocità radiale della stella, con variazioni superiori ai 50 m/s, arrivando alla conclusione che la causa più probabile potesse essere la presenza di un terzo corpo. Come detto seguiranno possibili conferme e successive smentite relative alla possibilità che il terzo corpo potesse essere un pianeta. Fra le smentite quelle di Walker (1989), di Hatzes e Cochran (1993) ed ancora Walker (1992) che analizzando ulteriormente i dati del programma di ricerca con il CFHT affermarono che le variazioni osservate della velocità radiale del componente primario del sistema potessero essere causate dalla variabilità a lungo periodo della velocità radiale di stelle di classe K. Come osservato solo nel 2003 si poté avere una conferma definitiva (Hatzes et al. 2003) che il corpo orbitante attorno alla componente primaria del sistema (Gamma Cephei A) è un pianeta con un periodo orbitale di 2,5 anni e di 1,6 masse gioviane. La conferma fu ottenuta con precise misurazioni di velocità radiale con il telescopio Harlam J. Smith di 2,7 m dell'osservatorio di McDonald in Texas (USA) dal team di Hatzes. Nel grafico di Figura 2.9 è evidenziato un confronto fra le prime misurazioni della velocità radiale relativa di Gamma Cephei A ottenute con il programma CFHT e quelle di differenti osservazioni ottenute con il telescopio dell'osservatorio di McDonald. Queste confermano che le variazioni di lungo periodo della velocità radiale non possono essere causate dalla rotazione stellare o da presenza di deboli variazioni nelle righe di emissione da CaII le quali hanno lo stesso periodo delle variazioni originiate dal pianeta (come aveva invece teorizzato lo studio di Walker del 1992).

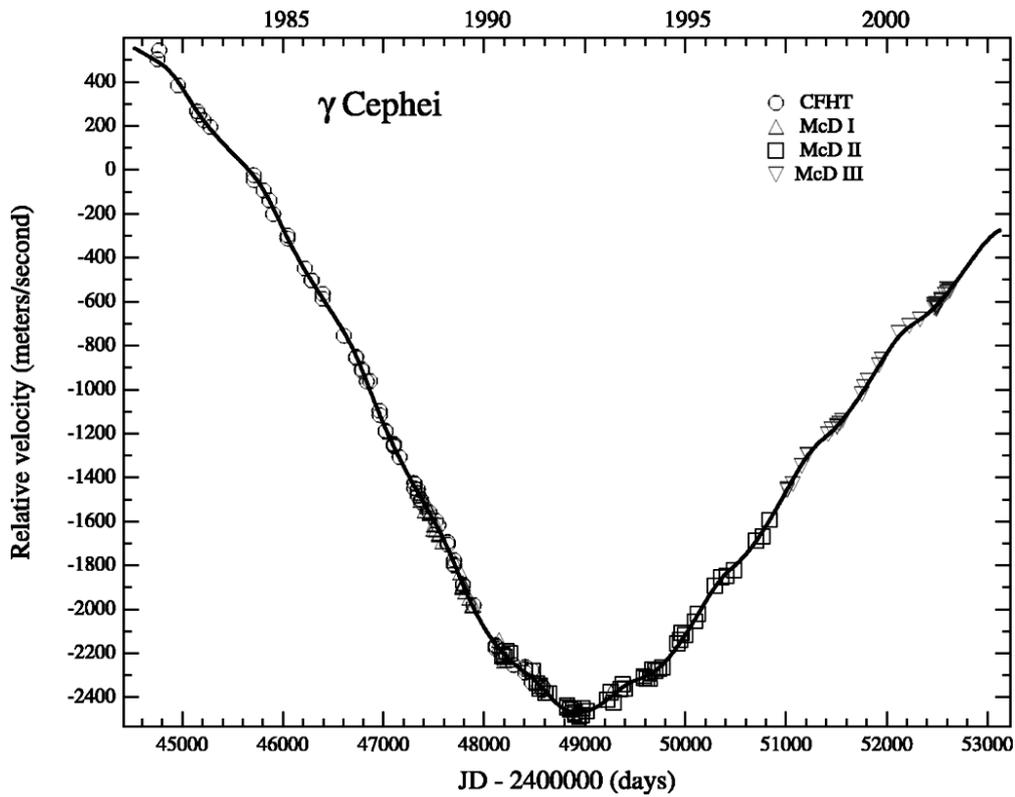


Figura 2.9: Misurazioni delle variazioni della velocità radiale di Gamma Cephei A ottenute con il telescopio del programma CFHT (evidenziate con il cerchio) e con differenti osservazioni con il telescopio dell'osservatorio di McDonald (evidenziate con i triangoli ed il quadrato) in un arco di tempo superiore di 20 anni (Hatzes et al. 2003).

Capitolo 3

METODI DI RICERCA DEGLI ESOPIANETI

3.1 Possibili approcci osservativi

Risale al 5 ottobre 1995 la scoperta del primo pianeta extrasolare orbitante attorno ad una stella della sequenza principale e fatalmente inizia un lungo percorso di ricerca e conseguente perfezionamento delle tecniche strumentali e delle teorie alla base dei metodi di scoperta degli esopianeti. Riferendomi ai temi legati agli aspetti filosofici di cui ho trattato nella prima parte del presente lavoro potrei affermare che ogni bisogno ancestrale e dunque ancora nelle astratte forme del pensiero in quella importante data trova la sua concretizzazione almeno per quanto riguarda i mondi al di fuori del sistema solare (mentre già tanto era stato fatto anche in epoche ben lontane sul piano della ricerca della possibile vita all'interno del sistema solare). Il pianeta in questione orbita attorno alla stella 51 Pegasi e la sua effettiva esistenza è confermata solo pochi giorni dopo la sua scoperta (da Marcy e Butler con Mayor e Queloz autori della scoperta) essendo le variazioni della velocità radiale della stella non derivanti dalla sua attività superficiale. Si evidenzia un primo metodo di identificazione di eventuali pianeti in altri sistemi stellari dunque nello studio della dinamica delle stelle di questi sistemi. Rimanendo nell'ambito delle scoperte che diedero impulso significativo allo sviluppo dei metodi di ricerca occorre citare l'osservazione del primo transito del pianeta attorno alla stella HD 209458 (Henry, Marcy, Butler & Vogt, 1999) e successive osservazioni della sua atmosfera e sua evaporazione utili nella definizione dei metodi che utilizzano le misurazioni dei transiti planetari. Annovereremo successivamente fra i metodi di ricerca oltre la stessa osservazione diretta anche il metodo astrometrico e della microlente gravitazionale che insieme a quello della misurazione dei transiti planetari ed a quello della misura delle velocità radiali costituiscono un insieme di metodi indiretti (in Figura 3.1 immagine di tre pianeti attorno ad una stella bianca di sequenza principale, HR 8799, nella costellazione di Pegaso, scoperti con il metodo astrometrico nel 2008 al telescopio Keck, Hawaii).

Il metodo astrometrico deve evidenziare piccolissime oscillazioni della stella attorno alla sua posizione che sono una conseguenza di effetti perturbativi gravitazionali dovuti all'eventuale corpo planetario orbitante. Tali misurazioni astrometriche necessitano di una particolare precisione poiché possibili difetti strumentali possono essere causa di errori nell'interpretazione dei risultati.

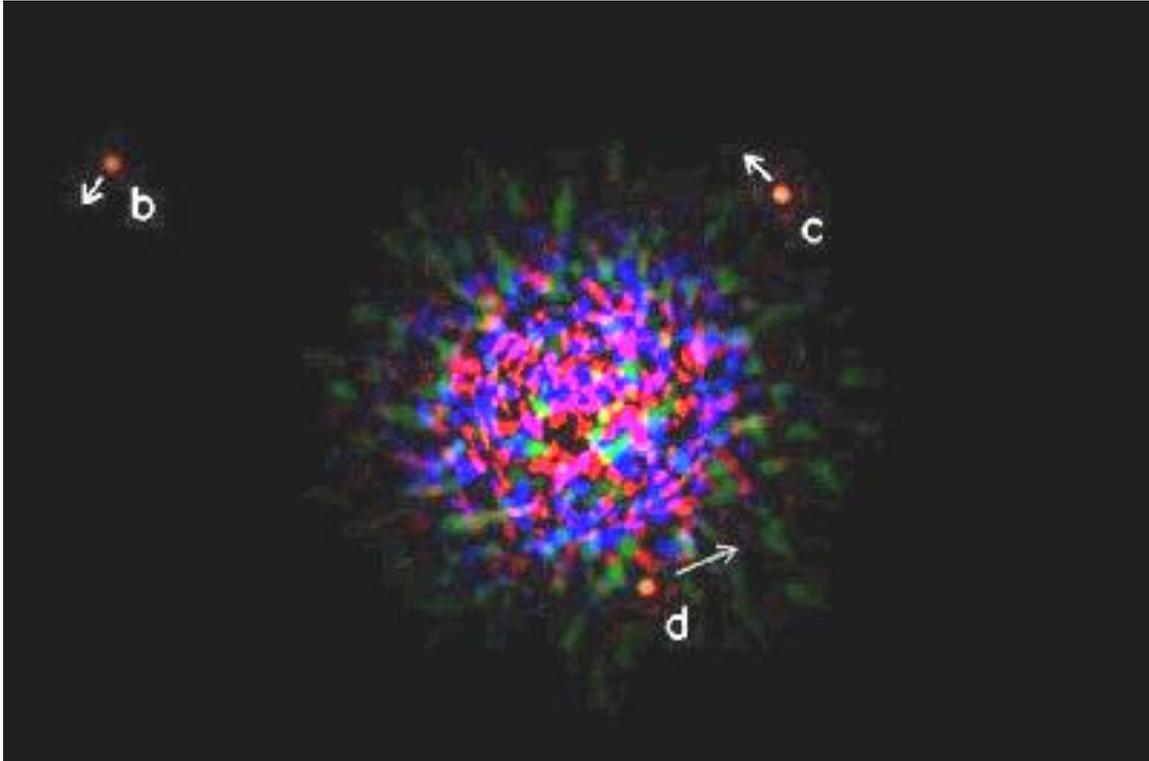


Figura 3.1: Fotografia infrarossa effettuata il 17 Novembre 2008 al telescopio Keck di 10 metri, Hawaii. Attorno alla stella bianca di Main Sequence HR 8799 situata nella costellazione di Pegaso sono evidenti tre pianeti orbitanti (fonte: C. Marois; NRC National Research Council Canada).

Tale metodo è basato sulla misurazione della posizione assunta dalla stella nella volta celeste ed è funzione del tempo. Qualora fossero evidenziabili seppur minime deviazioni dal moto rettilineo del corpo stellare occorrerebbe considerare la presenza di un corpo planetario non visibile esercitante una forza. Nel sistema così definibile, stella più corpo planetario, la stella percorre un'orbita attorno al centro di massa di semiasse maggiore $a_* = a \cdot m/M$. Lo spostamento del baricentro fotometrico causato dal moto orbitale sottende un angolo $\vartheta = a_*/d$ con d distanza dalla stella (in pc). Si ottiene così:

$$\vartheta = \frac{a m}{d M} \quad [3.1]$$

La dipendenza dalla distanza d della stella a livello osservativo determina un limite operativo nel dover considerare unicamente stelle vicine mentre l'indipendenza dall'inclinazione (caratteristica fondamentale del metodo astrometrico) permette di determinare la massa con relativa certezza. La tecnica astrometrica risulta dunque applicabile in determinati e limitati casi, non solo a stelle vicine ma anche a stelle giovani e delle prime classi spettrali ovvero a quegli oggetti a cui non sono applicabili altre tecniche di ricerca come la misurazione delle velocità radiali. Infine si consideri che il metodo astrometrico adotta tecniche sensibili a periodi orbitali lunghi ($P > 1$ anno).

3.2 I metodi di detezione astrometrica

Vediamo come recente esempio di ricerca con la tecnica astrometrica dedicata alla scoperta di esopianeti quello attuato dal sistema PRIMA nell'ambito del progetto ESPRI (Sahlmann et al. 2012). Il progetto ESPRI (extrasolar planet search with PRIMA, Launhardt et al. 2008) deriva dalle capacità astrometriche offerte dal sistema PRIMA del VLTI per la scoperta e lo studio dei sistemi planetari. Le osservazioni ad alta precisione astrometrica su di un ampio insieme di sistemi binari e nell'ambito di un vasto arco temporale hanno lo scopo di definire lo spostamento del baricentro fotometrico causato dal moto orbitale dei corpi planetari. Per stabilire la precisione e l'accuratezza della strumentazione astrometrica e per testare le procedure osservative si procede con l'osservazione di sistemi binari brillanti. Nel lavoro sul progetto ESPRI si evidenzia come l'astrometria di alta precisione diventerà nel futuro uno dei privilegiati metodi di ricerca di sistemi con esopianeti vicini (< 10 AU) e ne permetterà una accurata analisi delle caratteristiche fisiche anche grazie alla strumentazione che permette una precisione di 10-100 micro-arcosecondi (μas). Dalle comparazioni con i differenti metodi di ricerca qui si evidenzia come l'astrometria sia efficace nei sistemi con pianeti particolarmente massivi, ad esempio è citata l'astrometria HIPPARCOS con lo studio di sistemi con molti pianeti massivi con compagne nane brune e con risultati relativi a corpi con masse ~ 35 masse di Giove (M_J) in sistemi vicini attorno a stelle della classe spettrale del sole. Per determinare lo spostamento del baricentro dovuto alla presenza del vicino pianeta massivo è richiesta una precisione astrometrica migliore di un milli-arcosecondo (mas) per misurazione e ad oggi solo pochi strumenti sono in grado di ottenere questi risultati (come l'HST-FGS, le osservazioni IR con ottiche adattive e l'interferometria ottica). Gli obiettivi del progetto ESPRI sono quelli di caratterizzare la conosciuta velocità radiale attraverso le misurazioni dell'inclinazione radiale e di trovare pianeti in lunghi periodi orbitali vicini a stelle giovani e della sequenza principale altrimenti di difficile determinazione attraverso differenti tecniche di ricerca. Volendo descrivere analiticamente il processo di misurazione attraverso l'interferometria con l'astrometria relativa ad un angolo ristretto si consideri che questo ha lo scopo di osservare due stelle contemporaneamente e di misurare la posizione relativa di due modelli di frangia in un ritardo spaziale (Figura 3.2). Il ritardo interno necessario ad osservare le interferenze contiene le informazioni sulla posizione stellare. La relazione che lega il ritardo ottico w con la posizione stellare definita dal vettore unitario \mathbf{s} in direzione della stella è

$$w = \mathbf{B} \cdot \mathbf{s} \quad [3.2]$$

Dove $\mathbf{B} = \mathbf{T}_2 - \mathbf{T}_1$ è il vettore di baseline che connette i due telescopi con coordinate \mathbf{T}_j .

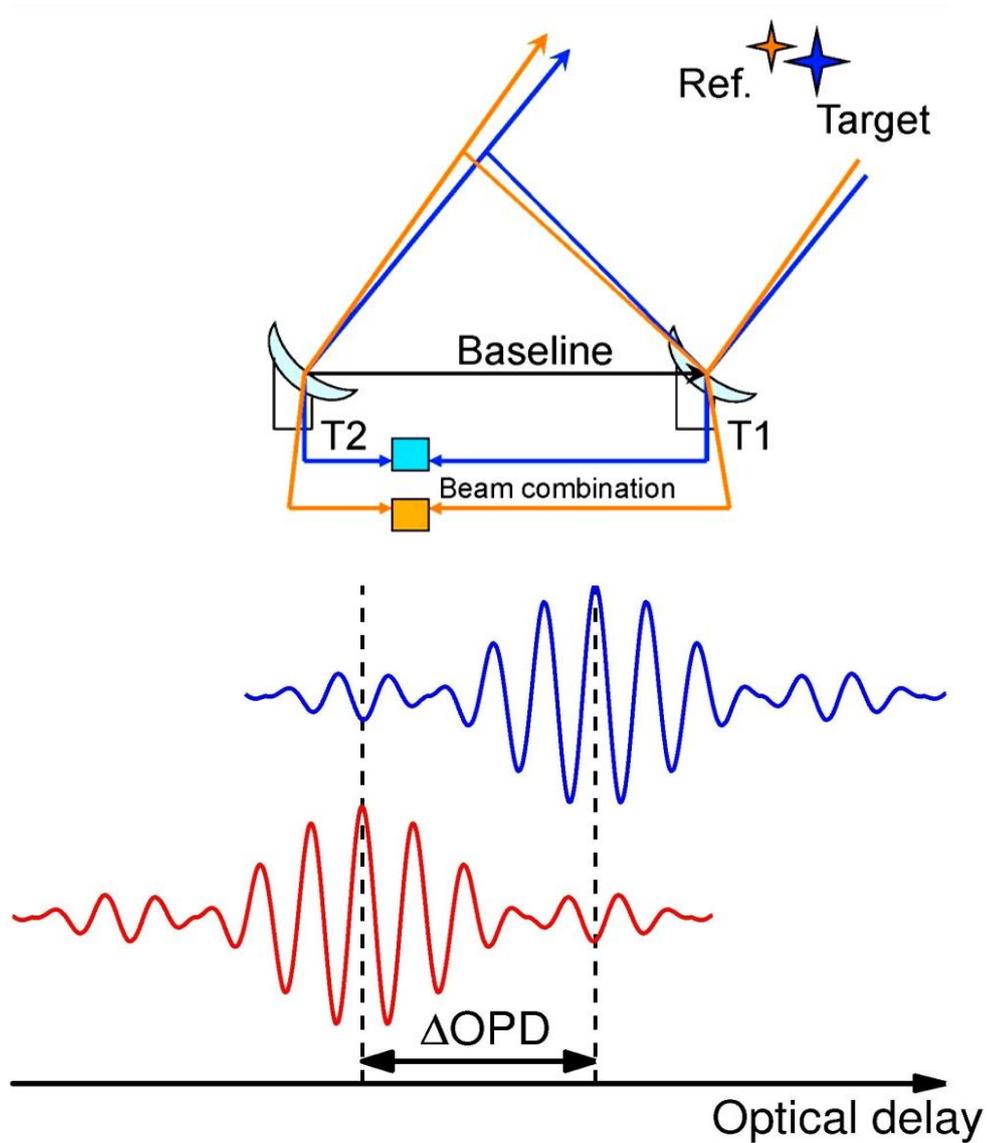


Figura 3.2: Astrometria con il sistema PRIMA. Sopra: nel processo di misurazione attraverso l'interferometria le stelle sono osservate simultaneamente con i due telescopi T_1 e T_2 dove $\mathbf{B} = \mathbf{T}_2 - \mathbf{T}_1$ è la baseline. Sotto: misura della posizione relativa dei due modelli di frangia in un ritardo spaziale. La separazione di frangia ΔOPD indicata dalla freccia è proporzionale alla separazione proiettata delle stelle (Sahlmann et al. 2012).

Osservando le due stelle simultaneamente identificate dai vettori unitari \mathbf{s}_1 ed \mathbf{s}_2 il ritardo differenziale Δw può essere scritto come differenza dei rispettivi ritardi ottici:

$$\Delta w = w_2 - w_1 = \mathbf{B} \cdot \mathbf{s}_2 - \mathbf{B} \cdot \mathbf{s}_1 = \mathbf{B} \cdot \Delta \mathbf{s} \quad [3.3]$$

Una larga apertura effettiva e la distribuzione su piccoli campi del rumore generato dal sistema sono alla base dell'elevata precisione astrometrica di questo metodo osservativo. Nell'astrometria convenzionale la precisione astrometrica dipende dalla dimensione dell'apertura del telescopio D . Nel caso di interferometria a doppio campo ove D è sostituita dalla lunghezza della baseline proiettata B_p e con la condizione di angolo ristretto

$$\Theta h < B_p \quad [3.4]$$

dove Θ è la dimensione del campo ed h l'altezza dello strato di turbolenza, l'errore astrometrico σ_a dovuto alla turbolenza atmosferica è:

$$\sigma_a = q_{site} \frac{\Theta}{B_p^{2/3} T^{1/2}} \quad [3.5]$$

oppure:

$$\sigma_a^2 \sim \frac{\Theta^2}{B_p^{4/3} T} \quad [3.6]$$

con B_p in metri, Θ in radianti e T in secondi. Di conseguenza il limite atmosferico atteso alla precisione astrometrica con una lunghezza di baseline di 100 mt, una separazione fra le stelle di $10''$ e con un tempo di integrazione di 1 h è di $\sim 10 \mu\text{as}$.

Durante le osservazioni i telescopi a causa del loro movimento non permettono una corretta definizione delle quantità precedentemente descritte (anche a causa della simultanea osservazione di due stelle da parte di PRIMA) rendendosi così necessario un ulteriore perfezionamento nell'interpretazione della baseline. Per determinare la baseline astrometrica in questo caso viene utilizzato un misuratore laser che monitorizza le lunghezze del cammino ottico dovuto al lavoro interferometrico. I due punti terminali che definiscono il cammino ottico monitorato di ogni segnale sono i punti finali della misurazione, con L_i lunghezza del cammino ottico del segnale i e con $w = L_i - L_j$ misura istantanea della differenza del cammino ottico tra i due bracci di un interferometro. Di conseguenza in un sistema reale le misurazioni del sistema di controllo di frangia vanno considerate adeguatamente. Diversi sottosistemi costituiscono il sistema PRIMA e sono distribuiti sia fisicamente nella piattaforma dell'osservatorio che sistematicamente nel sistema di controllo del VLTI. Si può così affermare che PRIMA è un sistema con diversi metodi osservativi aggiunto alla preesistente struttura del VLTI senza doverne alterare l'operatività strumentale. Lo strumento astrometrico che utilizza il dispositivo PRIMA è chiamato PACMAN (Abuter et al. 2010) ed il suo primo utilizzo risale al 26 Gennaio 2011. Per cui è dal Gennaio 2011 che si avvia il complesso sistema di interazione fra il dispositivo PRIMA ed i sottosistemi del VLTI e quanto segue è dunque una breve descrizione del sistema complessivo risultante (VLTI-PRIMA). Nel complesso sistema i segnali si

propagano attraverso canali di luce dal telescopio al tunnel della linea di ritardo da cui vengono convogliati al laboratorio ove vengono combinati. Il dispositivo PRIMA monitorizza la lunghezza del cammino dei quattro segnali attraverso i rispettivi punti finali di misurazione nel sensore di frangia FSU e nel separatore stellare STS (in Figura 3.3 è schematizzato il sistema complessivo dei cammini del segnale stellare con i principali sottosistemi e la loro relativa localizzazione non in scala. Il sistema PRIMA monitorizza la lunghezza del cammino dei quattro segnali attraverso i rispettivi sensori di frangia FSUA ed FSUB ed il separatore stellare STS).

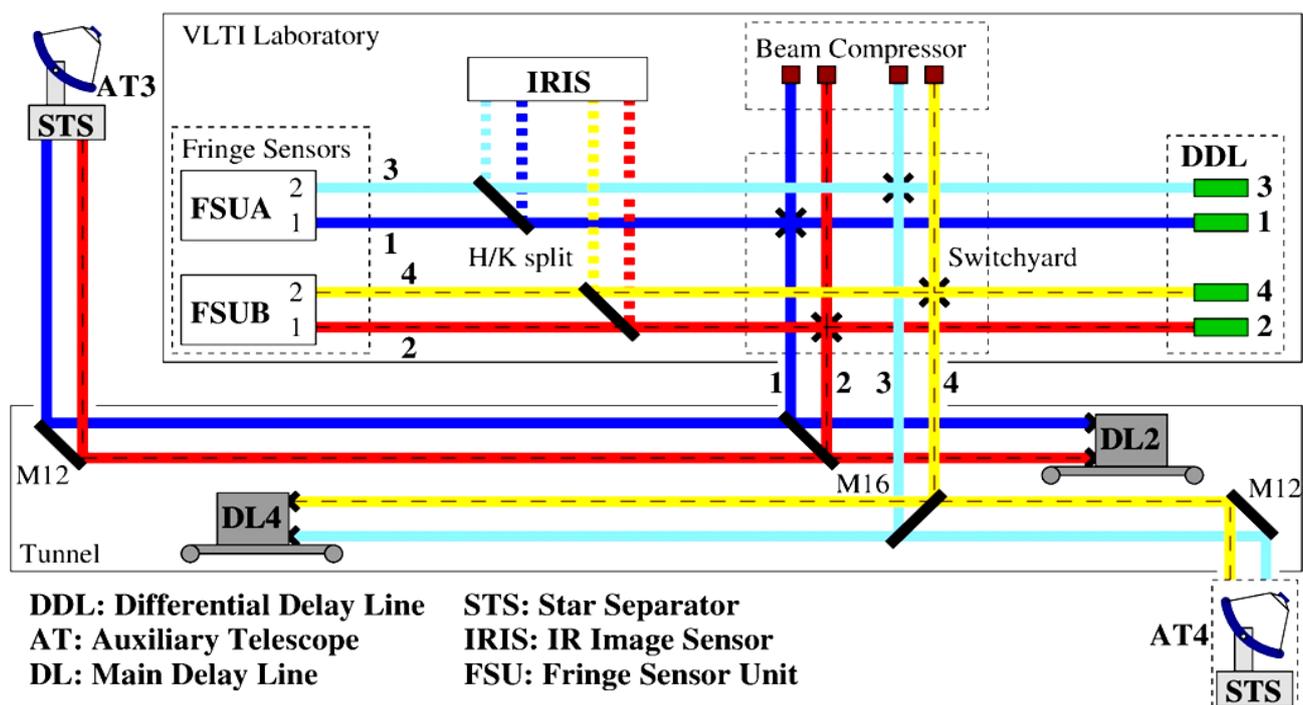


Figura 3.3: Schema dei cammini del segnale stellare nel sistema di osservazione astrometrica PRIMA. I segnali si propagano lungo condotti sotterranei per arrivare ai sensori di frangia FSUA ed FSUB (a sinistra in basso nello schema superiore come punto di arrivo dei quattro segnali provenienti dai DDLs schematizzati in verde a destra). In alto a sinistra ed in basso a destra sono schematizzati i telescopi ausiliari con i rispettivi separatori stellari. Nello schema inferiore sono visibili le linee del ritardo principale (Sahlmann et al. 2012).

In totale i segnali stellari sono riflessi in 38 superfici ottiche prima di essere inviati al sensore di frangia FSU distinto in due combinatori FSUA e FSUB ognuno dei quali riceve due segnali da un oggetto stellare (in Tabella 3.1 dettagli del sistema di misurazione PRIMA con alcuni dati relativi ai due combinatori FSUA e FSUB).

Come visto il sistema PRIMA è un dispositivo di misurazione ed ha lo scopo di misurare il cammino ottico differenziale interno (DOPD) tra i due feeds del sistema stesso. Due sono i ritardi misurati dal sistema: il ritardo differenziale ΔL tra i due feeds il quale è il principale osservabile per l'astrometria (ed è chiamato PRIMET) e la differenza di cammino ottico di un feed ΔL_B corrispondente al FSUB (chiamato PRIMETB). La calibrazione dei sensori è necessaria per ottimizzare la loro efficacia nel sistema di controllo e per minimizzare gli effetti sistematici delle misurazioni astro metriche.

Feed	FSUA	FSUA	FSUB	FSUB
Canale d'entrata	IP3	IP1	IP4	IP2
Polarizzazione	p	s	p	s
Cammino monitorato (m)	L_3	L_1	L_4	L_2
δv^b (MHz)	+ 38.65	+ 38.00	- 39.55	- 40.00

Tabella 3.1: Dettagli del sistema di misurazione PRIMA con dati relativi ai due combinatori FSUA ed FSUB.

Lo strumento astrometrico del dispositivo come detto è chiamato PACMAN ed è connesso al sistema di controllo interferometrico attraverso dei computers in tempo reale. Lo strumento esegue le osservazioni comandando il sistema di controllo interferometrico allo scopo di configurare il sistema ed acquisire la sorgente con il telescopio.

Occorre anche aggiungere che le osservazioni astrometriche con il dispositivo PRIMA furono precedentemente effettuate con il telescopio ausiliario AT3 nella stazione G2 ed il telescopio AT4 nella stazione J2 nell' osservatorio di Paranal, con una lunghezza di baseline di ~ 91.2 m. Le osservazioni nel cielo di nord-ovest in questo caso furono proibite a causa dell'insufficienza del ritardo ottico interno disponibile (Figura 3.4).

Vorrei ora dare una breve descrizione delle linee di ritardo differenziale (DDL) prima di giungere alla conclusione di questa analisi del progetto ESPRI come primo esempio di metodo astrometrico per la ricerca di esopianeti. Nel dispositivo PRIMA sono presenti quattro DDL con lo scopo di rendere il sistema simmetrico e di minimizzare gli errori differenziali. La loro funzionalità è altresì indirizzata alla compensazione dinamica del ritardo ottico differenziale Δw tra i segnali stellari nel caso di osservazione di due stelle con un interferometro a doppio campo. I DDL sono supportati da un rigido tavolo ottico di fronte al quale è installata l'elettronica in un contenitore raffreddato.

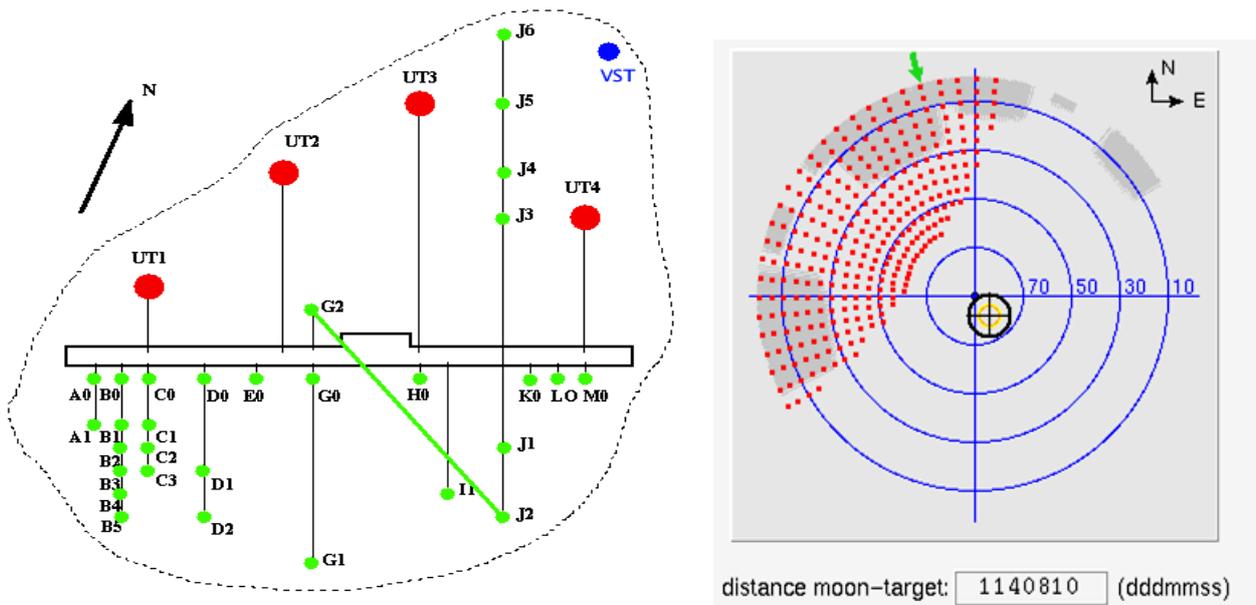


Figura 3.4: Osservazioni astrometriche con il sistema PRIMA effettuate con i telescopi AT3 nella stazione G2 ed AT4 nella stazione J2 dell'osservatorio di Paranal. Nello schema in alto è visibile la Baseline (di lunghezza di ~ 91.2 m) della piattaforma dell'osservatorio di Paranal come mostrato dal software APES . In basso è visibile l'area con regione non accessibile nel cielo indicata in alto a sinistra dall'area puntata (Sahlmann et al. 2012).

La funzione di trasferimento in funzione della frequenza è un importante valore in uscita dei DDL (Figura 3.5) e le risposte delle singole unità DDL sono attuate per perfezionare i loro parametri di controllo. Durante le attività di ricerca con il sistema PRIMA i DDL sono stati utilizzati costantemente in ogni modo operativo, ad esempio per seguire un previsto moto siderale e per realizzare un veloce moto triangolare per l'analisi di frangia. In un singolo test osservativo i DDL sono stati utilizzati con successo anche per l'analisi di frangia della sorgente primaria. I DDL dunque possono essere ben utilizzati anche in futuro per nuovi progetti di ricerca e ben potrebbero essere inseriti nell'insieme strumentale dei VLTI di seconda generazione a causa delle loro peculiari caratteristiche tecniche.

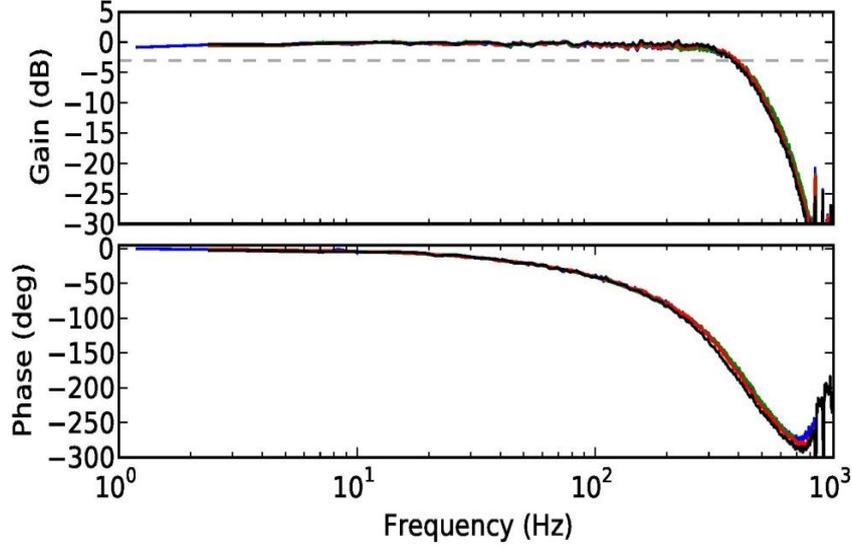


Figura 3.5: Guadagno (sopra) e fase (sotto) della funzione di trasferimento dei DDL in funzione della frequenza. I differenti colori identificano le quattro unità DDL. La linea tratteggiata nel grafico superiore indica la soglia dei (Sahlmann et al. 2012).

Il sistema PRIMA è stato utilizzato nel periodo tra Gennaio 2011 e Marzo 2012 nel quale sono state ottenute 60 sequenze astrometriche di undici differenti sorgenti registrando sia lunghe che corte esposizioni per quanto solo nelle più recenti missioni sono stati acquisiti dati da lunghe esposizioni al fine di ottenere una maggiore accuratezza nell'elaborazione e nell'analisi dei dati. Il metodo astrometrico richiede dunque diverse metodologie di esposizione e conseguente riduzione dei dati in uscita che contengono tutte le necessarie informazioni per una dettagliata analisi. Nella fase di riduzione dei dati una combinazione lineare del ritardo differenziale ΔL misurato dal sistema, del ritardo di gruppo GD_A del FSUA e del ritardo di gruppo GD_B del FSUB è l'osservabile astrometrico AX_{obs} :

$$AX_{obs} = \Delta L - GD_A - GD_B \quad [3.7]$$

dove i segnali sono stati determinati empiricamente. In futuro grazie al minore rumore rispetto al ritardo di gruppo del ritardo di fase tale equazione può permettere migliori valutazioni dell'efficacia dello strumento astrometrico.

Per ottenere le misurazioni astrometriche delle sorgenti sono applicati dei metodi di analisi dati successivi alla loro riduzione potendo arrivare a considerare quindi la funzione modello dell'osservabile astrometrico come segue:

$$AX_{obs} = c + \mathcal{H}_N \Delta w(\varrho, \Phi, \mathbf{B}_{AX}) + \mathcal{H}_S \Delta w(\varrho, \Phi, -\mathbf{B}_{AX}) \quad [3.8]$$

dove \mathbf{B}_{AX} è il vettore della baseline per l'astrometria ad angolo ristretto e \mathcal{H}_N è la funzione gradino di tipo Heaviside considerata per il modo normale mentre la costante c dipende dalla configurazione dell'interferometro. In questo caso si

considera l'approssimazione $\mathbf{B}_{AX} = \mathbf{B}_{Wide}$ (con \mathbf{B}_{Wide} vettore della baseline per l'astrometria ad angolo largo) con la quale i parametri liberi della funzione modello divengono la costante c , la separazione delle sorgenti q e l'angolo di posizione Φ . In Figura 3.6 sono evidenziati i risultati del fit astrometrico con i residui rettificati e con barre di errore da statistiche Gaussiane e da cui risulta evidente l'ampiezza dell'eccesso di rumore a bassa frequenza causata dagli errori sistematici.

A causa del grande numero di effetti per cause esterne da considerare e per l'ampio parametro spaziale risultante che va esplorato le misure astrometriche del sistema PRIMA possono portare ad una non totale precisione ed accuratezza. Per le analisi iniziali del sistema vengono applicati i più semplici modelli a tre parametri e si assume che la baseline astrometrica è data dalla baseline ad angolo largo determinata per questo progetto nel Novembre del 2011 ed è questo il modello applicato a tutte le sequenze astrometriche al fine di poter disporre di un quadro generale dei risultati ed avere maggiore chiarezza sull'efficacia complessiva del sistema.

Concludendo questa analisi del progetto ESPRI come esempio di metodo astrometrico per la ricerca di esopianeti, analisi volta a descriverne gli strumenti tecnici ed alcuni parametri matematici fondamentali, aggiungo alcune importanti considerazioni. La principale è che il progetto ESPRI nel periodo considerato in cui è stato operativo attraverso il dispositivo PRIMA, ovvero negli anni 2011 e 2012, non è stato indirizzato alla scoperta di pianeti extra-solari a causa delle insufficienze strumentali elencate successivamente corrette. L'analisi come detto ha dunque lo scopo principale di descrivere gli aspetti strumentali e funzionali del metodo astrometrico applicati ad un importante progetto che ha trovato recente realizzazione e che ha successivamente trovato applicazioni nella ricerca di pianeti extra-solari. Tali applicazioni riguardano ad esempio, e sempre in riferimento al sistema PRIMA, l'individuazione di pianeti giganti attorno a stelle di classe spettrale simile al sole e l'approfondimento delle conoscenze riguardo pianeti a lungo periodo orbitale attorno a stelle giovani. Nel corso di questo lavoro tali applicazioni saranno ulteriormente analizzate.

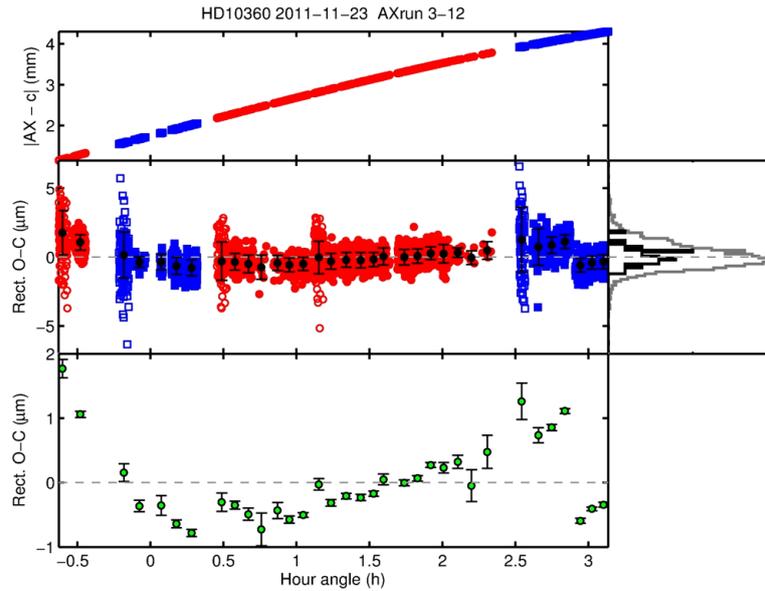


Figura 3.6: In alto valore assoluto del ritardo differenziale misurato $|AX_{obs} - c|$. I valori normali dei dati sono in rosso mentre quelli invertiti sono in blu. In centro residui rettificati del fit astrometrico $O - C$ (μm). In basso residui con barre di errore da statistiche Gaussianne. Tutti i valori sono in funzione dell'angolo orario h (Sahlmann et al. 2012).

3.3 Lenti gravitazionali

Fra i metodi indiretti come detto dopo l'astrometria riveste particolare importanza quello della microlente gravitazionale (in Figura 3.7 effetto dovuto alla presenza del pianeta OGLE 235-MOA 53b). Se le teorie standard di formazione planetaria affermano che i pianeti rocciosi si formano nelle parti interne dei dischi protoplanetari orbitanti attorno ad una stella ove la temperatura è sufficientemente alta per ostacolare la condensazione di acqua ed altre sostanze su granelli di roccia che diventeranno successivamente per loro coagulazione dei pianeti rocciosi (Raymond et al. 2007) le teorie di formazione di pianeti giganti affermano che questi hanno origine ad una distanza dalla stella ospitante tale che la bassa temperatura del disco protoplanetario determina la formazione di ghiaccio consentendo così l'accumulo di materiale solido nel nucleo del pianeta in formazione. Successivamente il nucleo evolve diventando un pianeta gassoso gigante per accumulo di gas attorno al nucleo (Pollack et al. 1996). Segue dunque dalle teorie di formazione planetaria che i pianeti rocciosi hanno origine in differenti regioni dei sistemi stellari rispetto a quelle di origine dei pianeti gassosi giganti. I metodi di ricerca dei transiti planetari e della velocità radiale hanno permesso di individuare numerosi pianeti fra i quali molti giganti gassosi evidenziando che la maggior parte di questi ha un corto periodo orbitale e sono dunque più vicini alla loro stella rispetto ai giganti gassosi del sistema solare.

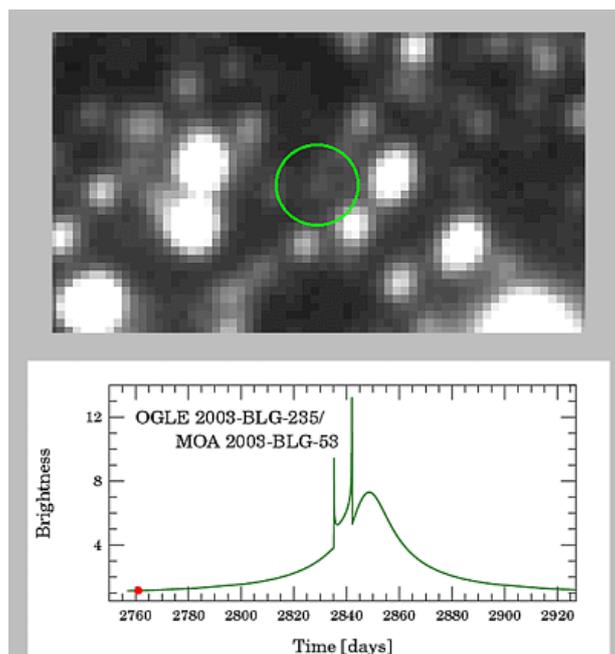


Figura 3.7: Effetto dovuto alla presenza del pianeta OGLE 235-MOA 53b di $2.6 M_J$ sull'evento di microlente gravitazionale principale. Nell'area evidenziata dal cerchio nell'immagine superiore è indicato un normale effetto di microlente che verrà successivamente alterato dalla presenza del pianeta. Sotto: rappresentazione grafica dell'effetto di microlente gravitazionale in funzione del tempo (fonte: Andrzej, collaboratore del progetto OGLE).

Le teorie di formazione planetaria vanno di conseguenza adeguate in conformità e funzionalmente ai dati osservativi in particolare cercando soluzioni teoriche al problema della differenza tra la potenziale regione di origine dei pianeti giganti e la loro posizione attuale. Tali teorie vanno inoltre ed ovviamente adeguate ai dati osservativi relativi ad altri sistemi stellari. Esistono dunque differenze teoriche di base nello studio dei processi di formazione planetaria all'interno del sistema solare rispetto ai sistemi esterni. Queste differenze vanno compensate con la scoperta di pianeti dietro la linea della neve (parametro di distanza dalla stella ospitante) in altri sistemi stellari ed il metodo della microlente gravitazionale è fondamentale per questo scopo permettendo così di perfezionare le teorie di formazione planetaria.

Nel 1936 fu Albert Einstein ad introdurre il fenomeno della microlente gravitazionale con un articolo pubblicato sulla rivista "Science" nel quale descrive e teorizza la deflessione della direzione della luce che segue la curvatura spazio-temporale nel passare accanto ad un oggetto massiccio. Nel suo caso Einstein osserva il fenomeno in relazione alla luce proveniente da una stella che attraversa il campo gravitazionale di un'altra stella situata tra la sorgente ed un osservatore. L'immagine della sorgente è distorta dal campo gravitazionale della seconda stella che agisce dunque come lente gravitazionale amplificandone inoltre la luce

emessa. Qualora fosse presente un corpo planetario in orbita attorno alla stella che origina il fenomeno di distorsione questo determinerebbe una piccola perturbazione asimmetrica del segnale. Questa tecnica ebbe il suo primo risultato nell'ambito della ricerca dei pianeti extra-solari nel 2003 con la scoperta di un pianeta di massa gioviana in orbita attorno ad una stella della classe spettrale del sole nella costellazione del Sagittario (OGLE 2003-BLG-235 b). L'effetto di microlente gravitazionale risulta più evidente a grandi distanze per effetto di una maggiore amplificazione del segnale della sorgente. Tale tecnica inoltre è efficace in modo particolare per l'individuazione di pianeti ad alta distanza dalla loro stella, dunque per pianeti freddi situati sulla linea della neve od oltre. In effetti per un tipico evento di lente gravitazionale la dimensione fisica del raggio di Einstein (raggio al quale si riferisce la regione ove ha effetto la lente) è $r_E \sim 3.0 (M/M_\odot)^{1/2}$ AU dove M è la massa delle lenti. Tale dimensione è simile a quella della linea della neve che è di $2.7 (M/M_\odot)^p$ dove $0.7 \lesssim p \lesssim 2$ (Ida & Lin 2005; Kennedy & Kenyon 2008). Problemi di natura strutturale, l'esigenza di poter disporre di una rete di telescopi su ampia scala e la casualità assoluta della ripetizione del fenomeno una volta manifestato rendono comunque poco proficua questa tecnica ed in effetti ad oggi sono pochi i pianeti così scoperti, meno di venti, per quanto tutti di grande massa ed al di fuori della nostra galassia.

3.4 Esempi rilevanti di micro-lensing planetario

Gli esempi che analizzeremo qui di seguito fanno riferimento ad alcuni programmi di ricerca che nei recenti anni hanno contribuito in modo particolare alla scoperta di sistemi stellari con possibili corpi planetari. Gli eventi trattati derivano dai programmi OGLE III e MOA.

Il programma OGLE III (*Optical Gravitational Lensing Experiment*) ebbe origine nel 2001 con il suo lancio presso il telescopio cileno da 1,3 m di Las Campanas (da parte del gruppo di A. Udalsky) ed inizialmente aveva lo scopo principale di monitorare svariate migliaia di stelle nel centro galattico con l'utilizzo di un sensibilissimo sistema fotometrico per evidenziarne piccoli incrementi di luminosità dovuti all'effetto gravitazionale dei relativi transiti stellari. A questo originario scopo osservativo si devono aggiungere gli effetti di microlente gravitazionale collegabili ai transiti planetari ed evidenziati nei piccolissimi cali periodici di luminosità delle relative stelle. Ecco dunque che il programma OGLE permette già nei primi anni di ricerca la scoperta di molti possibili pianeti extrasolari (già nei primi due anni, 2001-2002, ci furono 137 potenziali corpi planetari evidenziati dallo studio di 155.000 stelle in direzione del centro galattico). È importante qui considerare anche il primo possibile esempio di evento di microlente dovuto al transito planetario, ovvero MACHO-97-BLG-41. Tale evento scoperto dalla collaborazione MACHO (*Massive Astrophysical Compact*

Halo Objects, progetto che aveva lo scopo di individuare effetti di microlente in oggetti galattici nella Grande Nube di Magellano ed allestito dal team di Kim Griest nel 1991) venne identificato da P. Bennet (Università dell'Indiana) il 19 giugno 1997 al riflettore di 1,9 m di Monte Stromlo. L'oggetto identificato subì l'effetto di lente da una stella doppia (due componenti di classe K ed M separate da 1,8 UA) e l'evento venne interpretato come un corpo planetario di tre masse gioviane che orbitava a 7 UA dal baricentro della stella doppia. L'importanza di questa scoperta è anche relativa al fatto che rappresenterebbe l'identificazione del primo pianeta extrasolare individuato attorno ad una stella binaria.

Oltre ad OGLE III vi è inoltre la collaborazione MOA (*Microlensing Observations in Astrophysics*) che utilizza dal 1 dicembre 2005 un telescopio da 1,8 m sul Monte John in Nuova Zelanda ed insieme al programma OGLE costituisce il principale strumento di indagine degli eventi di microlente gravitazionale per la scoperta di pianeti extrasolari. I due programmi hanno permesso l'individuazione di almeno 700 eventi di microlente ogni anno, suscettibili ovviamente di ulteriori conferme osservative per la corretta identificazione della natura del corpo celeste. In questo senso sono funzionali ed importanti altri progetti pur se di minore rilevanza come PLANET, *RoboNET* e *microFUN*. Già nel 2008 l'insieme di queste collaborazioni aveva permesso l'individuazione di oltre 4000 casi di eventi di microlente e circa un centinaio di questi furono successivamente indagati per confermarne la natura di eventi collegabili alla presenza di corpi planetari. La caratteristica comune di molti di questi eventi era quella di essere fenomeni che originano in sistemi di stelle doppie o multiple, come del resto nel caso di primo evento di microlente dovuto al transito planetario considerato ovvero MACHO-97-BLG-41. Più precisamente tali sistemi avevano componenti con rapporti di massa molto simili dunque erano stelle binarie o ternarie. Ma un evento identificato nel 2003 (da un team di ricercatori dei gruppi OGLE e MOA guidato da Ian Bond dell'Università di Edimburgo) presentava dei rapporti di massa del tutto differenti: in tale evento il rapporto di massa della coppia di oggetti che originavano il fenomeno della lente era di almeno 250 ad 1 e dunque di proporzioni ben diverse ed assolutamente significative. In questo caso la luminosità di una stella di classe G a 24.000 anni luce di distanza in direzione del centro galattico subì un incremento in conseguenza del transito di una nana rossa di classe M di 0.3 masse solari a 17.000 anni luce di distanza e tra il 15 ed il 20 luglio del 2003 si è osservato un improvviso raddoppio di luminosità che si ripresentò dopo cinque giorni che venne dunque interpretato come dovuto alla presenza di un corpo planetario di 1-1,5 masse gioviane evidenziato in corrispondenza del passaggio sulla linea visuale dei due bordi dell'anello distorto della stella lontana. Questo importante esempio rappresenta il secondo caso di scoperta di un pianeta con il metodo della microlente gravitazionale ma è anche il primo che non presenta alcun dubbio sulla natura del corpo che causa il fenomeno (che è certamente un pianeta).

Fecero seguito altre tre scoperte nel 2005 ancora da parte del team di OGLE, ovvero OGLE-05 169L, 071L e 390L. Il primo caso fu piuttosto controverso ed oggetto di discussioni riguardo la sua possibile interpretazione (si trattava di un pianeta con lungo periodo orbitale attorno ad una stella di piccola massa) mentre OGLE-2005-BLG-271 fu un ulteriore caso di significativo interesse scoperto da un gruppo di ricercatori guidato da A. Udalsky dell'Università di Varsavia alla fine del 2005. Questo caso fu interessante poiché rappresentò in un certo senso un punto di svolta "sociologico" in quanto fu determinante l'aiuto di astronomi non professionisti (due astrofili Neozelandesi) per poter ottenere una copertura fotometrica completa nelle ore immediatamente seguenti l'evento di microlente (cosa di fondamentale importanza essendo gli eventi di microlente gravitazionale fenomeni di durata particolarmente breve). L'attivo interesse di semplici astrofili dimostrò che il bisogno di scoprire nuovi pianeti al di là del Sistema Solare era ormai una necessità globale della società come rappresentazione ulteriore, seppur indiretta, del bisogno ancestrale di cercare nuove forme di vita. In questo senso con le loro osservazioni i due astrofili Neozelandesi hanno aiutato il team di professionisti, l'équipe OGLE con riflettore da 1,3 m di Las Campanas in Cile, ad identificare l'evento di microlente su di una stella del centro galattico coprendo la fase discendente di una doppia cuspidale planetaria sovrapposta al massimo dell'evento principale. La separazione reciproca di tre giorni e la durata di circa 24 ore dei due componenti del sistema hanno permesso di considerare la presenza di un pianeta con massa di circa tre volte quella gioviana e distante dalla stella centrale almeno 3 UA.

L'altro evento significativo del 2005 (pubblicato nel 2006) vede la presenza di un altro progetto legato al gruppo PLANET (*Probing Lensing Anomalies NETWORK*) a dimostrazione di quanto fosse importante estendere il sistema di osservazioni ad una rete globale ed intensificare così gli sforzi per perfezionare le caratteristiche strumentali ed ottenere risultati più precisi necessari per una tecnica così complessa come quella relativa ai fenomeni di microlente. L'evento in questione, OGLE-2005-BLG-390, fu individuato ancora nel centro galattico (cosa del resto ordinaria per questo metodo di scoperta) e fu prodotto da una stella nana di 0,2 masse solari nella costellazione del Sagittario. La capillarità e l'estensione della rete osservativa hanno permesso l'identificazione dell'improvviso picco secondario nella curva di luce. Questo ulteriore caso del 2005 è importante perché il pianeta individuato di 5.5 masse terrestri ed orbitante ad una distanza media di 2.5 AU per le caratteristiche della stella centrale (di piccola massa, solo 0,22 masse solari) dovrebbe avere una temperatura superficiale molto bassa di circa -220°C e una composizione molto simile alla terra ed essere dunque un corpo roccioso e non gassoso. Questo lascia supporre che la superficie sia attiva dal punto di vista geologico dovendoci essere al suo interno una notevole quantità di calore geotermico primordiale. E' dunque possibile ipotizzare in questo caso la presenza di anidride carbonica e vapore acqueo nell'atmosfera se non addirittura la presenza di depositi d'acqua in superficie rendendo il pianeta simile alla terra.

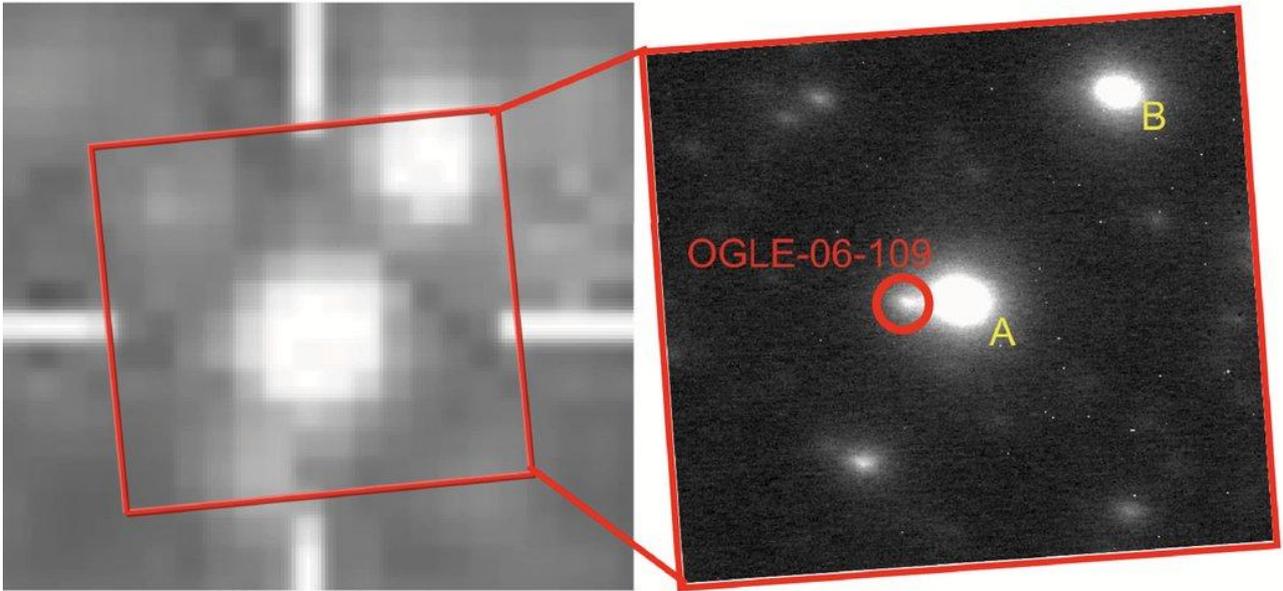


Figura 3.8: Ingrandimento della regione centrale del sistema OGLE-2006-BLG-109 con le posizioni delle sue componenti.

Concludendo questa breve “storia” delle scoperte di esopianeti dovute all’utilizzo del metodo della microlente gravitazionale considero un ulteriore caso significativo: l’evento OGLE-2006-BLG-109L. Tale evento ha permesso l’identificazione di due corpi planetari attorno ad una stella di piccola massa (uno di tipo gioviano ed uno di tipo saturniano) dunque anche di sistemi planetari e non solo di singoli pianeti orbitanti (Figura 3.8).

Tornerò successivamente a trattare schematicamente altri esempi di eventi di microlente (in Tabella 3.2 un breve elenco di pianeti scoperti con il metodo della microlente relativo al periodo qui considerato ed alcune caratteristiche fisiche ad essi collegate) ora vorrei brevemente analizzare esempi di altri metodi indiretti per la scoperta degli esopianeti ovvero quello della velocità radiale e dei transiti planetari.

3.4.1 OGLE-2012-BLG-0026

La scoperta del sistema multiplanetario OGLE-2012-BLG-0026 (Han et al. 2013) costituito da una coppia di pianeti di massa gioviana oltre la linea della neve esemplifica come il metodo della microlente è anche sensibile ai sistemi con più corpi planetari. Il primo sistema di due pianeti fu scoperto in relazione ad eventi ad alto ingrandimento della curva di luce (Gaudi et al. 2008; Bennett et al. 2010) dovuto al fatto che tutti i pianeti nella regione di efficacia del fenomeno di lente gravitazionale influenzano l’ingrandimento attorno alle lenti primarie (Gaudi et al. 1998). Il sistema OGLE-2012-BLG-0026 è il secondo scoperto con questo metodo ed è conseguenza di osservazioni di eventi di microlente ad alto

ingrandimento della curva di luce. Questo sistema è stato scoperto dall' Optical Gravitational Lensing Experiment Early Warning System (OGLE EWS; Udalski 2003) il 13 Febbraio 2012 vicino al bulge galattico a $(\alpha, \delta)_{J2000} = (17^h 34^m 18^s.70, -27^\circ 08' 33''.9)$, i.e., $(l, b) = (0.195^\circ, 3.066^\circ)$ dal telescopio Warsaw nell'osservatorio di Las Companas in Cile.

Pianeta	Massa (gioviana)	Periodo (d)	Semiassa maggiore (UA)	Anno di scoperta
OGLE235- MOA53b	2,6	-	5,1	2004
MOA-2007- BLG-192-L-b	0,01	-	0,62	2008
MOA-2007- BLG-400-L-b	0,9	-	0,85	2008
OGLE-06- 109L b	0,71	1825	2,3	2008
OGLE-06- 109L c	0,27	5100	4,6	2008
OGLE-05- 169L b	0,04	3300	2,8	2005
OGLE-05- 390L b	0,017	3500	2,1	2005
OGLE-05- 071L b	3,5	~3600	3,6	2005

Tabella 3.2: elenco dei pianeti scoperti con il metodo della microlente gravitazionale nel periodo considerato nel testo (2004-2009) con alcuni parametri fisici.

La curva di luce (Figura 3.9) di OGLE-2012-BLG-0026 evidenzia la perturbazione con una complessa struttura vicino la regione del picco relativa all'ingrandimento dovuto all'effetto di lente sul flusso della sorgente stellare che qui raggiunge $A_{\max} \sim 129$. La perturbazione risulta composta da due parti: una di queste a $HJD' \sim 5990.2$ (con $HJD' = HJD - 2450000$) con una deviazione positiva rispetto ad una curva di luce relativa a singole lenti imperturbate, l'altra centrata a $HJD' \sim 5991.2$ ha invece una deviazione negativa. Allo scopo di ottenere una corretta interpretazione della curva di luce osservata per questo evento si è condotta una modellistica basata su di un modello standard di lente a due masse. Sono dunque necessari 3 parametri aggiuntivi relativi al modello a due masse rispetto ai 3 parametri relativi al modello a singola massa che sono: il tempo t_0 al momento di massimo avvicinamento alla sorgente, la separazione proiettata fra i corpi, u_0 , al tempo t_0 ed il tempo scala di Einstein dell'evento, t_E (definito come il tempo necessario alla sorgente per attraversare il raggio angolare di Einstein delle lenti, θ_E). I parametri relativi al modello a due masse sono: la

separazione proiettata fra le masse, s , il rapporto fra le masse dei corpi che compongono il sistema, q , e l'angolo tra la traiettoria della sorgente e l'asse del sistema a due masse, a . Oltre al sistema a due masse una perturbazione centrale nella curva di luce relativa ad un evento ad alto ingrandimento può essere causata anche da un singolo corpo planetario posizionato nella regione ove ha efficacia il fenomeno di lente gravitazionale. La perturbazione dovuta al singolo corpo può sovrapporsi al fenomeno originario del sistema a due masse creando un ulteriore sistema approssimato che è possibile definire come "sovrapposizione binaria". Di conseguenza è possibile condurre una ulteriore modellizzazione di due curve di luce basata sul sistema a sovrapposizione ed ognuna di queste conterrà solo una singola regione perturbata.

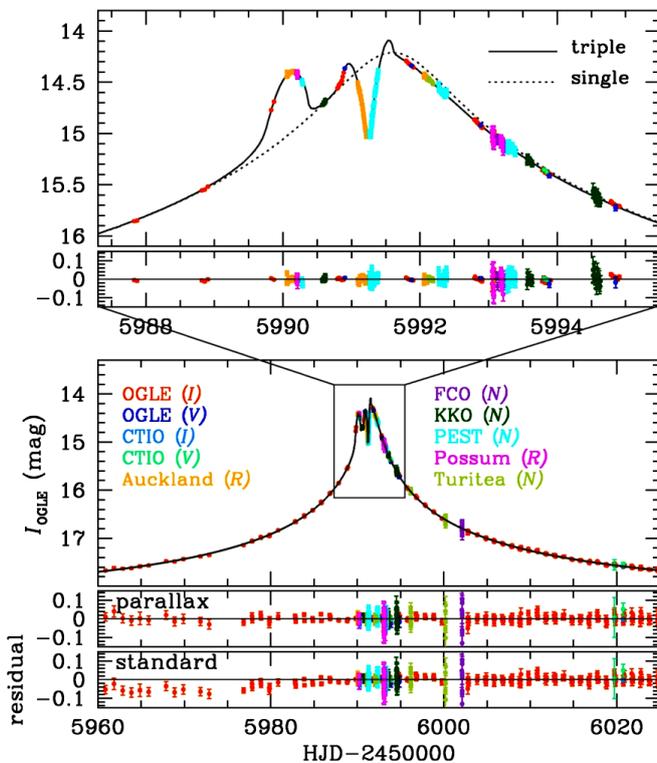


Figura 3.9: Curva di luce di OGLE-2012-BLG-0026. Il pannello inferiore mostra l'intera veduta della curva di luce mentre il pannello superiore evidenzia un ingrandimento della perturbazione. I differenti colori sono riferiti a differenti osservazioni mentre la curva puntata nell'ingrandimento rappresenta la soluzione relativa al modello di microlente tripla rispetto a quello singolo. In basso sono evidenziati nei due pannelli i fits dei modelli con e senza gli effetti dovuti alla parallasse (Han et al. 2012).

La prima curva di luce include la regione di perturbazione negativa per $5990.5 < \text{HJD}' < 5992.0$ e la seconda include la regione di perturbazione positiva per $5989.0 < \text{HJD}' < 5990.5$ evidenziando così che le curve di luce dei due corpi planetari del sistema a due masse relative all'evento di lente gravitazionale siano ben allineate alle curve di luce parziali. In relazione al nuovo sistema complessivo che si viene delineando (un sistema dunque a tripla lente per la configurazione complessiva della sorgente primaria con il sistema a due masse) occorre introdurre ulteriori parametri quali la separazione proiettata normalizzata rispetto alla sorgente primaria, s_2 , il rapporto tra le masse dei corpi del sistema a due masse, q_2 , e l'angolo di posizione del secondo pianeta rispetto alla linea che

connette la sorgente primaria ed il primo pianeta, ψ . Allo scopo di ottenere una maggiore completezza nella descrizione della curva di luce occorre considerare gli effetti di parallasse, ovvero gli effetti dovuti alla variazione della posizione dell'osservatore a causa del moto orbitale del corpo planetario attorno alla sorgente durante l'evento di lente gravitazionale. Il tempo scala dell'evento di lente per OGLE-2012-BLG-0026 è di 90 giorni ed è una grandezza sufficiente ad ottenere effetti di parallasse. Vanno dunque introdotti ulteriori parametri relativi all'effetto di parallasse: $\pi_{E,N}$ e $\pi_{E,E}$ che rappresentano le due componenti del vettore di parallasse delle lenti π_E , con:

$$\pi_E = \frac{\text{AU}}{\theta_E/D_L^{-1} - D_S^{-1}} \quad [3.9]$$

dove D_L e D_S sono rispettivamente le distanze dalle lenti e dalla sorgente. Per il fenomeno della degenerazione delle curve di luce dovute agli eventi di lente gravitazionale e per la loro omogeneità in riferimento ai due corpi del sistema (le curve di luce dei pianeti del sistema multiplo risultano quasi identiche con i parametri descritti) vengono investigate ulteriori soluzioni per OGLE-2012-BLG-0026 con i valori iniziali delle separazioni proiettate relativi alla prima soluzione esaminata. Ne emergono quattro serie di soluzioni e vengono denominati A,B,C,D i relativi modelli individuali e con $(s_1 < 1, s_2 < 1)$, $(s_1 > 1, s_2 < 1)$, $(s_1 < 1, s_2 > 1)$, $(s_1 > 1, s_2 > 1)$ per i rispettivi valori dei parametri s . La rappresentazione geometrica degli eventi di lente gravitazionale per i sistemi relativi alle quattro soluzioni individuali (Figura 3.10) evidenzia come entrambi i pianeti che originano la perturbazione sono localizzati vicino all'anello di Einstein della stella. Nei pannelli della parte sinistra di Figura 3.10 sono rappresentate le posizioni dei pianeti rispetto alla sorgente la cui posizione permette di centrare le coordinate mentre tutte le lunghezze sono normalizzate al raggio di Einstein (con l'anello di Einstein rappresentato dal cerchio di raggio 1.0). Sempre nei pannelli della parte sinistra è rappresentata la traiettoria della sorgente qui evidenziata dalla freccia mentre nei pannelli della parte destra sono raffigurate le regioni centrali attorno alla sorgente in schematizzazioni delle geometrie (la sorgente nei momenti di maggiore perturbazione è qui rappresentata dai cerchi vuoti). Le perturbazioni sono negative o positive in funzione del passaggio della sorgente: sono positive in momenti in cui un pianeta è localizzato attorno all'anello di Einstein mentre sono negative qualora il secondo pianeta sia localizzato lontano da esso. L'angolo di posizione del secondo pianeta rispetto al primo è $\psi \sim 220^\circ$.

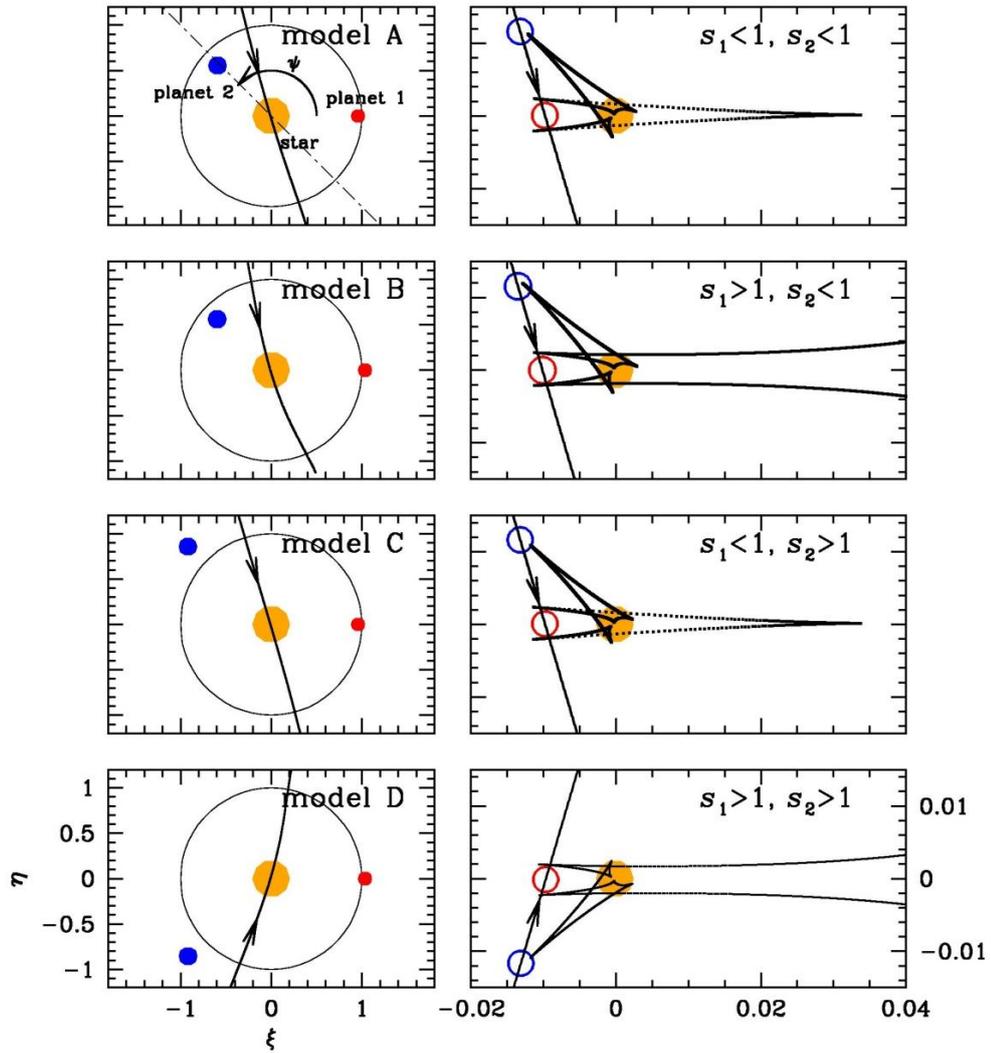


Figura 3.10: Quattro possibili rappresentazioni geometriche delle soluzioni individuali relative ai sistemi di lente gravitazionale. Nei pannelli di sinistra sono evidenziate le posizioni relative dei due pianeti rispetto alla stella. Le coordinate sono centrate nella posizione della stella e tutte le lunghezze sono normalizzate al raggio di Einstein. Il cerchio di raggio 1.0 è l'anello di Einstein. Nei pannelli di destra vi sono le rappresentazioni geometriche delle regioni centrali attorno alla stella ingrandite ove la sorgente nei momenti di maggiore perturbazione è rappresentata dai cerchi vuoti (Han et al. 2012).

A conclusione della trattazione relativa alla scoperta del sistema multiplo OGLE-2012-BLG-0026 come esempio di evento di microlente gravitazionale ne elenco e descrivo alcuni parametri fisici risultanti e derivati dalle misurazioni dei raggi di Einstein angolari e della parallasse delle lenti. La massa e la distanza sono determinate rispettivamente da :

$$M = \theta_E / \kappa \pi_E \quad [3.10] \quad D_L = \text{AU} / \pi_E \theta_E + \pi_S \quad [3.11]$$

dove $\kappa = 4G/(c^2 \text{AU})$ e $\pi_S = \text{AU}/D_S$ è la parallasse della sorgente (Gould 2000). Il raggio di Einstein è dato da:

$$\theta_E = \theta_*/\rho_* \quad [3.12]$$

dove θ_* è il raggio angolare della sorgente. In Tabella 3.3 sono elencati i parametri fisici relativi al sistema planetario determinati rispetto al modello D:

Parametri	Quantità
massa della stella	$0.82 \pm 0.13 M_\odot$
massa del primo pianeta	$0.11 \pm 0.02 M_J$
massa del secondo pianeta	$0.68 \pm 0.10 M_J$
separazione proiettata dal primo pianeta	$3.82 \pm 0.30 \text{ AU}$
separazione proiettata dal secondo pianeta	$4.63 \pm 0.37 \text{ AU}$
distanza dal sistema planetario	$4.08 \pm 0.30 \text{ kpc}$

Tabella 3.3: Parametri fisici relativi al sistema OGLE-2012-BLG-0026

Un aspetto importante relativo alla scoperta del sistema OGLE-2012-BLG-0026 è che questa risulterà significativa nell'implementare nuove osservazioni che permetteranno di ottenere misurazioni spettroscopiche della metallicità di pianeti di altri sistemi stellari. Le misurazioni spettroscopiche verranno esaminate successivamente ora presento una breve analisi di un altro evento di microlente che ha permesso l'individuazione di un pianeta gigante oltre la linea della neve.

3.4.2 OGLE-2011-BLG-0251

L'evento di microlente gravitazionale OGLE-2011-BLG-0251 (Kains et al. 2013) è stato osservato nel 2011 a seguito di collaborazioni indirizzate alla individuazione di esopianeti in direzione del Bulge galattico (il metodo della microlente è in effetti particolarmente efficace nell'individuazione della popolazione di esopianeti nella Via Lattea come già osservato). Si è già visto come il fenomeno di microlente può essere osservato quando una sorgente è sufficientemente allineata con un corpo esercitante l'effetto gravitazionale lungo la linea di vista ed il raggio di Einstein (Einstein 1936) è il parametro fondamentale nel definire la separazione caratteristica affinché la deflezione della luce della sorgente per effetto della lente sia significativa. Rivedendo il formalismo alla base del fenomeno di microlente gravitazionale si osserva che la brillantezza della sorgente è maggiore seguendo un modello simmetrico definito schematicamente dall'avvicinamento di una sorgente puntiforme ad una lente puntiforme di massa M con relativa separazione u . Tale modello (PSPL, "point source-point lens" in Kains et al. 2013) può essere

parametrizzato con un parametro d'impatto u_0 ed un tempo scala t_E entrambi espressi in unità del raggio angolare di Einstein qui dato da:

$$\theta_E = \sqrt{\frac{4GM}{c^2} \left(\frac{D_S - D_L}{D_S D_L} \right)} \quad [3.13]$$

dove G è la costante gravitazionale e D_S e D_L sono le distanze dall'osservatore alla sorgente ed alla lente rispettivamente. Il tempo scala è $t_E = \theta_E/\mu$ dove μ è il moto proprio relativo tra la sorgente e la lente. Assumendo la distanza D_S come conosciuta si ha che l'osservabile t_E è una funzione degenera di M , D_L e la velocità trasversale della sorgente v_\perp . Tale degenerazione può essere interrotta misurando alcuni effetti al secondo ordine nelle curve di luce dell'evento di microlente come la parallasse dovuta all'orbita e ciò permette una misurazione diretta delle proprietà del sistema di lente. Come conseguenza delle singolarità nelle equazioni del sistema di lente il modello d'ingrandimento può assumere diverse forme (in particolare quando il sistema è composto da due componenti). Ne segue che, nonostante la dimensione finita delle sorgenti significhi che il gradiente di ingrandimento assume larghezza quasi infinita, si hanno posizioni delle sorgenti ove l'ingrandimento dovuto all'evento di lente gravitazionale è formalmente infinito per sorgenti puntiformi. La curva di luce relativa al modello PSPL è spesso descritta dai seguenti 6 parametri:

- t_0 tempo in cui la sorgente passa più vicina al centro di massa del sistema a due componenti
- t_E tempo di attraversamento del raggio di Einstein
- u_0 parametro di minimo impatto
- α angolo tra la traiettoria della sorgente ed i componenti del sistema di lente
- d separazione tra le masse delle componenti
- q rapporto tra le masse delle componenti

Definendo inoltre la dimensione angolare della sorgente ρ_* in unità di θ_E come:

$$\rho_* = \frac{\theta_*}{\theta_E} \quad [3.14]$$

(dove θ_* è la dimensione angolare della sorgente in unità standard) gli effetti della sorgente possono essere parametrizzati in molti modi.

Considerando i dati osservativi relativi all'evento OGLE-2011-BLG-0251 (le coordinate equatoriali della sorgente dell'evento sono $\alpha = 17^h 38^m 14.18^s$ e $\delta = -27^\circ 08' 10.1''$ (J2000.0)) si precisa come l'insieme dei dati consiste in 3738 immagini acquisite con osservazioni nelle bande I, V ed R . Per ogni insieme di dati

riscaldando i fattori a e b al fine di normalizzare gli errori relativi al modello ottimale è possibile applicare un errore (come vedremo trattando brevemente alcuni aspetti della modellizzazione). Questo è reso possibile dall'utilizzo di una semplice relazione di scala $\sigma'_i = a\sqrt{\sigma_i^2 + b^2}$ dove σ'_i è l'errore riscaldato dell' i -esimo dato mentre σ_i è l'errore originale (in Tabella 3.4 sono elencati i fattori riscaldati degli errori relativi ad ogni insieme di dati).

Team e telescopio	filtro	Apertura	Luogo	N	a	b
OGLE	I	1.3m	Las Campanas, Cile	1527	0.369	0.020
OGLE	V	1.3m	Las Campanas, Cile	27	0.937	0.010
MiNDSTeP Danish	I	1.54m	La Silla, Cile	454	1.085	0.020
LCOGT Telescopio di Liverpool	I	2m	La Palma, Isole Canarie	191	2.434	0.001
LCOGT Faulkland del nord	I	2m	Haleakala, Hawaii	41	1.806	0.005
LCOGT Faulkland del sud	I	2m	Osservatorio di Siding Spring, Australia	31	1.119	0.005
μ FUN CTIO	V	1.3m	Cerro Tololo, Cile	6	1.000	0.020
μ FUN Auckland	R	0.4m	Auckland, Nuova Zelanda	60	1.027	0.010
μ FUN Farm Cove	$-$	0.36m	Auckland, Nuova Zelanda	47	0.841	0.005
μ FUN Possum	R	0.36m	Gisborne, Nuova Zelanda	5	1.000	0.020
μ FUN Vintage Lane	$-$	0.4m	Blenheim, Nuova Zelanda	17	2.055	0.001
μ FUN Pico dos Dias	I	0.6m	Minas Gerais, Brasile	572	3.095	0.001
MOA Mt John B&C	I	0.6m	South Island, Nuova Zelanda	621	5.175	0.001
MOA Mt John B&C	V	0.6m	South Island, Nuova Zelanda	5	1.000	0.020
PLANET SAAO	I	1m	SAAO, Sud Africa	134	1.931	0.010
Totale				3738		

Tabella 3.4: Insieme di dati per OGLE-2011-BLG-0251 con relative aperture e filtri per ogni telescopio. Sono dati anche i coefficienti a e b per la normalizzazione degli errori.

Venendo dunque ad una breve analisi della modellizzazione si ha che la brillantezza superficiale è data da:

$$I_{\psi,\lambda} = I_{0,\lambda}[1 - c_l(1 - \cos\psi)] \quad [3.15]$$

dove $I_{\psi,\lambda}$ è la brillantezza al centro della sorgente mentre ψ è l'angolo tra la normale alla superficie e la linea di vista. Per la modellizzazione degli effetti di parallasse viene usato un formalismo geocentrico (Dominik 1998; An et al.2002; Gould 2004) il quale aggiunge due ulteriori parametri di parallasse $\pi_{E,E}$ e $\pi_{E,N}$ come componenti del vettore di parallasse della lente $\boldsymbol{\pi}_E$ di ampiezza:

$$\pi_E = \sqrt{\pi_{E,E}^2 + \pi_{E,E}^2} \quad [3.16]$$

Misurando l'ampiezza del vettore di parallasse è altresì possibile determinare la massa della lente utilizzando tale valore nell'equazione del raggio angolare di Einstein θ_E a causa della relazione che lega l'ampiezza alle parallasse della sorgente e della lente, rispettivamente π_S e π_L , ovvero:

$$\pi_E = \frac{\pi_L - \pi_S}{\theta_E} = \frac{D_L^{-1} - D_S^{-1}}{\theta_E} \quad [3.17]$$

E' inoltre considerato il moto orbitale del sistema complessivo binario dell'evento di microlente come effetto ulteriore al second'ordine. L'effetto del moto orbitale è considerato con due parametri addizionali, \dot{d} e $\dot{\alpha}$, con l'approssimazione che il rate di variazione della separazione del sistema e la rotazione del suo asse siano uniformi durante l'evento. I parametri addizionali rappresentano il rate di variazione della separazione del sistema e dell'angolo della traiettoria della sorgente rispetto all'asse del sistema, rispettivamente (come detto il rate di variazione della separazione e la rotazione dell'asse sono assunti come uniformi). Ne emerge una invarianza sostanziale degli effetti del moto orbitale arrivando alla significativa conclusione che il modello ottimale risulta fondato e ben modellizzato da un sistema statico delle lenti.

Usando la magnitudine ed il colore della sorgente (e.g. Yoo et al. 2004) e le relazioni empiriche tra queste quantità e la dimensione angolare della sorgente è possibile determinare il raggio di Einstein (occorre dunque preventivamente determinare anche la dimensione angolare della sorgente per arrivare al conseguente calcolo del raggio). E' inizialmente necessario stimare l'arrossamento e l'estinzione lungo la linea di vista usando il posizionamento del sistema nel diagramma colore-magnitudine (in Figura 3.11).

Prima di concludere la trattazione di questo ulteriore esempio di applicazione del metodo della microlente gravitazionale analizzo ulteriori parametri fisici legati all'evento, cominciando dalle masse dei componenti del sistema.

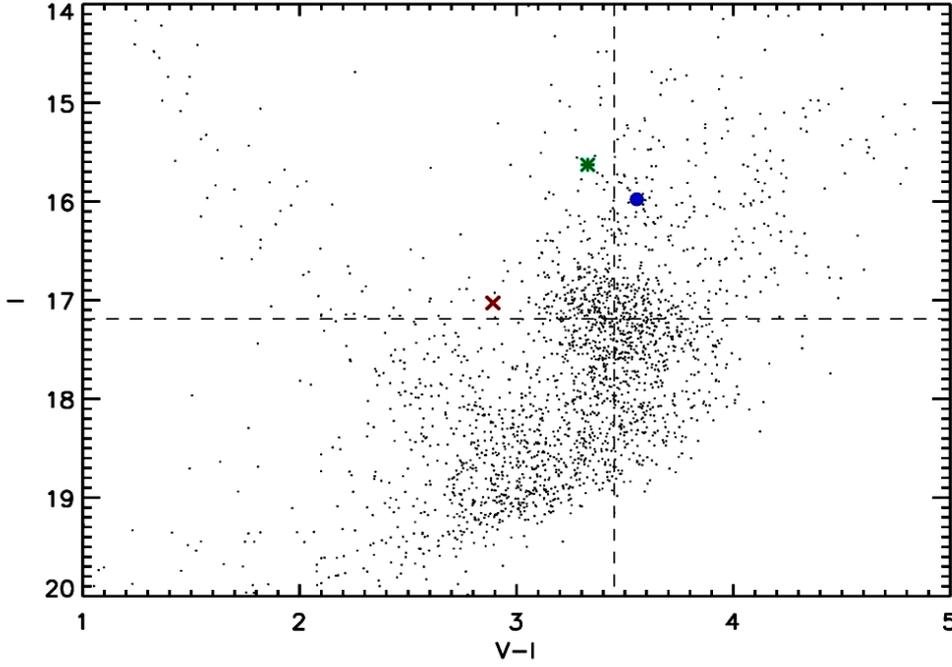


Figura 3.11: Diagramma colore magnitudine $V-I$ del campo OGLE-2011-BLG-0251 (evidenziato nella regione densa dalla croce formata dalle linee tratteggiate) ottenuto utilizzando una fotometria OGLE-IV. Il sistema complessivo è indicato dall'asterisco verde, dalla croce rossa e dal punto blu (Kains et al. 2013).

Si è già osservato come combinando l'ampiezza del vettore di parallasse all'equazione del raggio angolare di Einstein sia possibile arrivare ad una espressione per le masse che sia funzione dunque dell'ampiezza π_E . Tale espressione è:

$$M_L = \frac{\theta_E^2 c^2}{4G\pi_E} \quad [3.18]$$

ed utilizzando il valore ottimale dell'ampiezza del vettore di parallasse $\pi_E = 0.26 \pm 0.05$ si ottiene un valore della massa complessiva del sistema $M_L = 0.26 \pm 0.10 M_\odot$. Sempre utilizzando l'equazione del raggio angolare di Einstein è possibile ottenere un'espressione per la distanza delle lenti:

$$D_L = \left[\frac{1}{D_S} + \frac{\theta_E^2 c^2}{4GM} \right]^{-1} \quad [3.19]$$

Anche in questo caso con l'utilizzo dei valori dei parametri derivanti dalle misure di parallasse si ottiene una distanza $D_L = 2.57 \pm 0.61$ kpc.

Per calcolare la separazione proiettata r_\perp tra i componenti del sistema in AU è possibile utilizzare la distanza delle lenti e la dimensione del raggio dell'anello di Einstein ottenendo un raggio orbitale proiettato $r_\perp = 2.72 \pm 0.75$ AU. Questo dato può essere altresì utilizzato per una stima della posizione della linea della neve che ovviamente è un dato fondamentale poiché le teorie di formazione planetaria

prevedono che i pianeti giganti possono formarsi molto più facilmente oltre la linea della neve essendo qui più facile la condensazione di materia ghiacciata rendendo quindi maggiormente probabile la formazione di grandi nuclei solidi negli stadi iniziali dell'evoluzione del disco circumstellare.

L'accrescimento del disco e gli effetti dovuti all'evoluzione stellare nella fase di pre-sequenza principale sono alla base di modellizzazioni teoriche dell'evoluzione della posizione della linea della neve (Kennedy & Kenyon 2008) e seguendo questi modelli nel caso dell'evento OGLE-2011-BLG-0251 si è potuto stimare che in questo sistema è localizzata a $\sim 1 - 1.5$ AU in riferimento alla stella ospitante. Ne consegue che OGLE-2011-BLG-0251Lb è un pianeta gigante posizionato oltre la linea della neve con raggio dell'orbita proiettata maggiore di 1.5 AU.

Nelle seguenti immagini sono evidenti (come nel caso analizzato precedentemente di OGLE-2012-BLG-0026) in Figura 3.12 la curva di luce di OGLE-2011-BLG-0251:

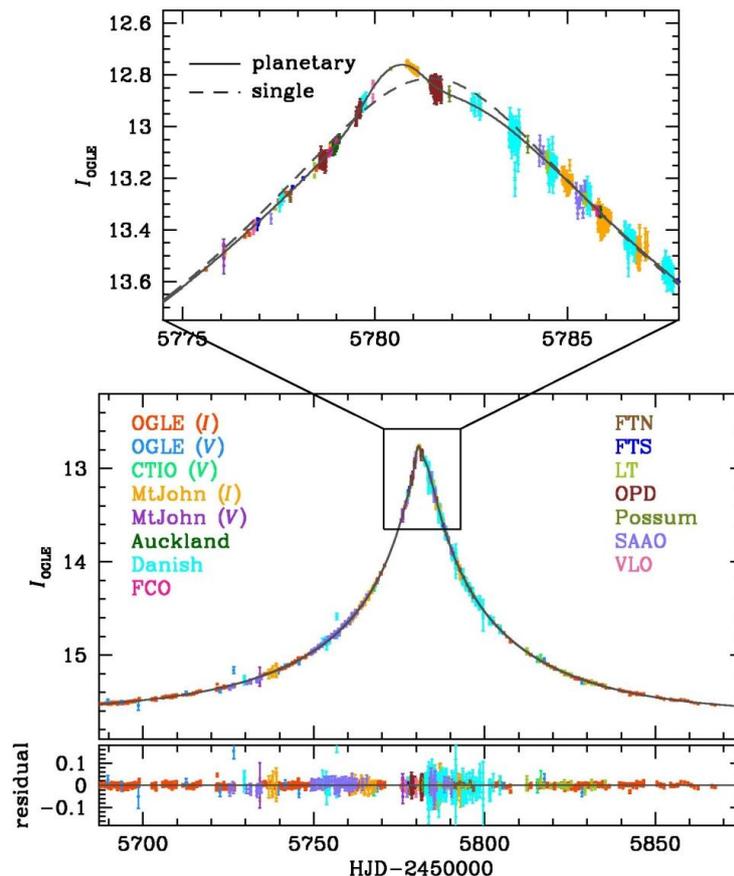


Figura 3.12: Curva di luce di OGLE-2011-BLG-0251 con i relativi residui e con l'ingrandimento della regione della perturbazione vicino al picco evidenziata nel pannello superiore (Kains et al. 2013).

mentre in Figura 3.13 sono rappresentate geometricamente le traiettorie della sorgente in relazione a quattro minimi locali identificati come soluzioni locali della distribuzione di χ^2 nel piano dei parametri d e q . I quattro minimi sono designati come A,B,C e D:

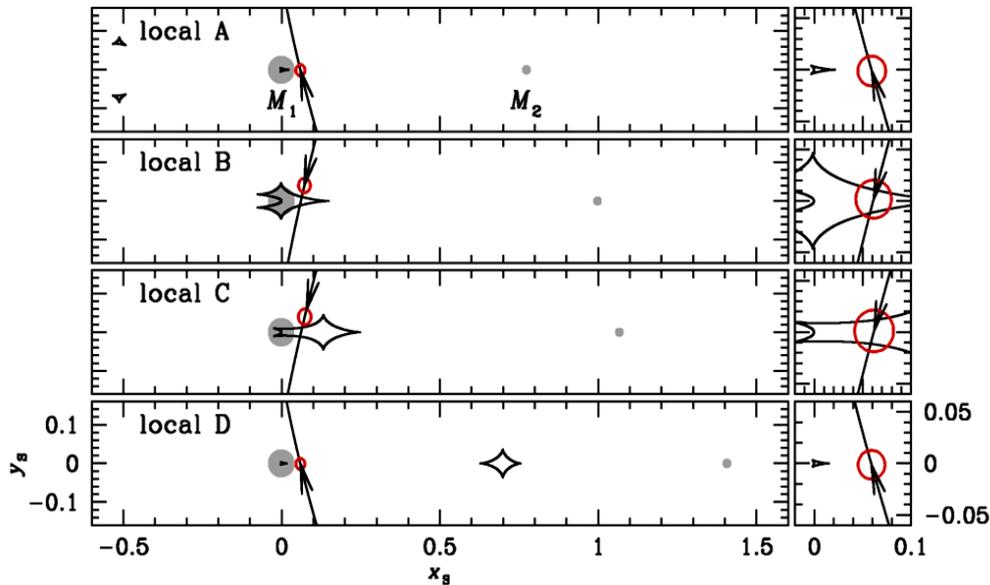


Figura 3.13: Rappresentazioni geometriche delle traiettorie della sorgente in relazione ai quattro minimi locali A,B,C e D. La dimensione della sorgente è evidenziata dal cerchio rosso sia nei pannelli di sinistra che in quelli di destra (Kains et al. 2013).

Vorrei ora considerare un ultimo esempio nella trattazione del metodo della microlente gravitazionale che ritengo particolarmente significativo per studiarne il percorso evolutivo e di perfezionamento di questa tecnica. Questo esempio è dunque antecedente ai due precedentemente analizzati e ciò permetterà di evidenziare come il metodo della microlente solo nel 2010 non permettesse necessariamente una corretta ed univoca determinazione dell'esistenza di un corpo planetario. Vedremo quali sono i parametri la cui indeterminazione non permette di definire con certezza che il corpo individuato sia un pianeta.

3.4.3 MOA-2010-BLG-311

L'evento di microlente MOA-2010-BLG-311 qui dunque considerato come esempio antecedente è un evento ad alto ingrandimento della sorgente ($A_{\max} > 600$) che grazie alla possibilità di avere una completa copertura oltre il picco rende più facile l'individuazione dei corpi planetari (Yee et al 2012). Gli eventi in cui $A_{\max} > 100$ sono considerati ad alto ingrandimento della sorgente e sono quelli ottimali e di maggiore efficacia nelle osservazioni con il metodo della

microlente. Ne segue che tali eventi sono quelli maggiormente utilizzati e conseguentemente analizzati per l'identificazione degli esopianeti.

Per questo evento è importante trattare la rinormalizzazione degli errori per poter comprendere la relazione tra l'indeterminatezza di questi valori e la difficoltà di poter affermare con certezza che il corpo individuato sia un pianeta. Gli errori calcolati per ogni dato nell'ambito più esteso dell'insieme dei dati derivanti dalle osservazioni con il metodo della microlente possono essere frequentemente sottostimati. Sottostimare gli errori porta conseguentemente ad una sovrastima del valore $\Delta\chi^2$ calcolato tra i due modelli relativi all'evento ovvero sistema di lenti a due corpi e ad un punto. Riscaldando gli errori con un singolo fattore k è possibile compensare la loro sottostima al primo ordine. Il fattore k è scelto per ogni insieme di dati i cosicché si ha $k_i = (\chi_i^2/N_i)^{1/2}$ ottenendo un χ^2 con gradi di libertà $\chi_{gal}^2 = 1$. Questo schema di rinormalizzazione degli errori viene definito "errori ad un parametro". Calcolando in alternativa due fattori, k e e_{min} , è altresì possibile ottenere una rinormalizzazione con un metodo più complesso definita come "errori a due parametri". In questo caso i dati vengono ordinati in base all'ingrandimento e gli errori vengono rinormalizzati come:

$$\sigma_j = k_i \sqrt{\sigma_{orig,i}^2 + e_{min,i}^2} \quad [3.20]$$

dove σ_{orig} sono gli errori originali e σ sono i nuovi errori ed il calcolo è effettuato in magnitudini. L'indice i si riferisce ad un particolare insieme di dati mentre l'indice j è riferito ad un punto particolare di questo insieme. Il termine addizionale e_{min} incrementa una incertezza minima in magnitudini perché la grandezza del flusso ad alti ingrandimenti può rendere irrealisticamente bassi gli errori della misurazione. In Figura 3.14 sono visibili i residui relativi al χ^2 . I residui sono qui evidenziati allo scopo di comparare il modello ad un punto con quello planetario ed espressi come differenza tra la distribuzione cumulativa del χ^2 ed il valore atteso $\sum_j^N \chi_j^2 = N$. Per entrambi i modelli la distribuzione cresce gradualmente oltre il picco dell'evento. Si può inoltre notare un salto nel modello ad un punto relativo al tempo del primo attraversamento del lembo che è maggiormente evidente nel pannello relativo alla differenza tra i due modelli. Al tempo del salto è possibile osservare il segnale planetario ed è dunque un parametro significativo nell'ambito del metodo della microlente gravitazionale. In questo caso non è possibile avere certezza che il segnale sia attribuibile ad un corpo planetario sebbene il valore trovato $\Delta\chi^2 \sim 140$ possa essere considerato accettabile ed il segnale planetario sia indicativamente diviso in modo equo tra il salto al primo attraversamento del lembo ed una crescita più graduale dopo il salto al secondo attraversamento. Da queste analisi è evidente come il valore del χ^2 sia fondamentale per ottenere una certezza nell'identificazione del corpo planetario avendo dimostrato quanto sia funzionale all'ottenimento di questi

risultati insieme alla rinormalizzazione degli errori che sono valori ad esso collegati.

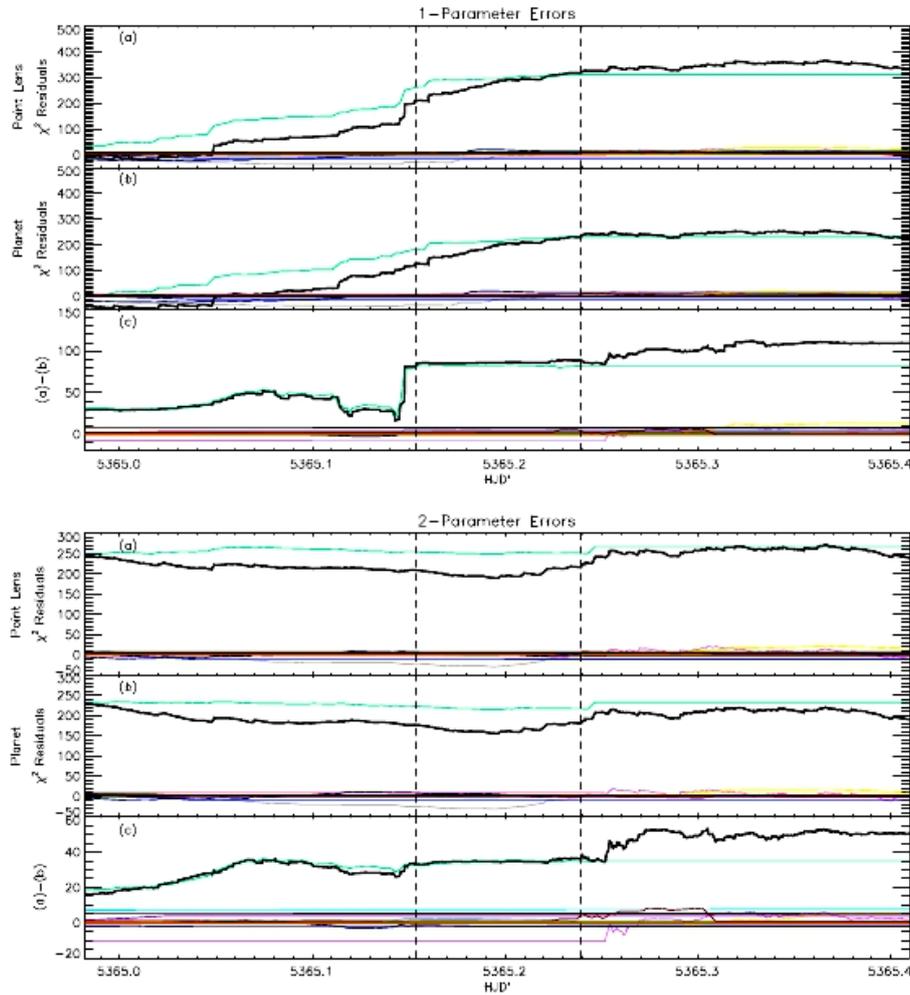


Figura 3.14: Differenza tra la distribuzione cumulativa del χ^2 e la distribuzione attesa (residui relativi al χ^2) per gli “ errori ad un parametro “, nel pannello superiore, e per gli “ errori a due parametri “ nel pannello inferiore. In ogni pannello in *a* vi è la distribuzione per il modello ad un punto, in *b* per il modello planetario ed in *c* vi è la loro differenza. I dati sono riferiti all’evento MOA-2010-BLG-311 (Yee et al. 2012).

In Figura 3.15 viene rappresentata la possibile posizione dell’evento di microlente nell’ammasso globulare NGC 6553. Calcolando il moto proprio della sorgente nel sistema delle lenti è possibile determinare la sua possibile appartenenza all’ammasso. Nel nostro caso fu trovato un moto proprio relativo di NGC 6553 rispetto al Bulge di $\mu = (\mu_l, \mu_b) = (5.89, 0.42) \text{ mas yr}^{-1}$ (Zoccali et al. 2001) il quale combinato con le misurazioni della densità stellare permette di stabilire che il sistema sia molto probabilmente parte di questo ammasso globulare. In Figura 3.16 è invece possibile osservare l’eccesso di densità stellare nel fondo attorno all’ammasso NGC 6553.

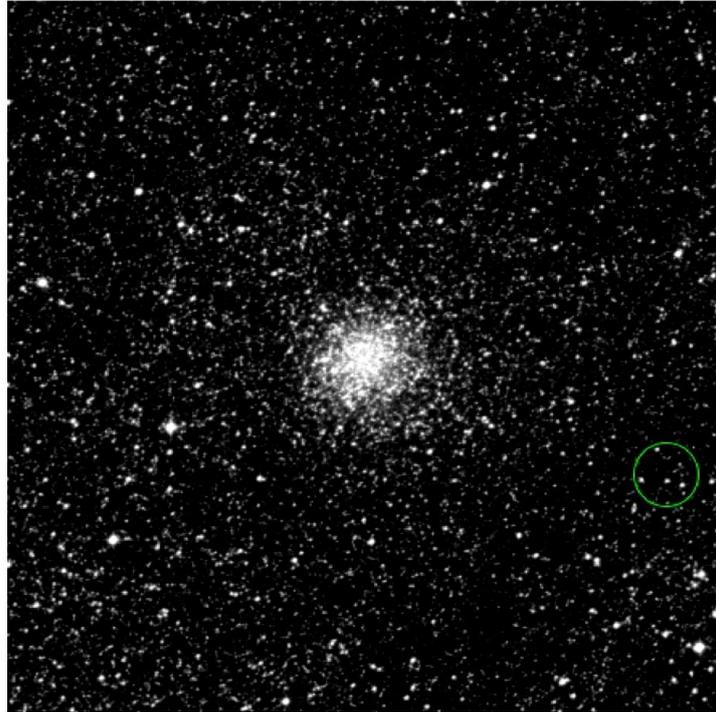


Figura 3.15: Possibile posizione dell'evento di microlente nell'ammasso globulare NGC 6553 evidenziata dal cerchio verde (Yee et al. 2012).

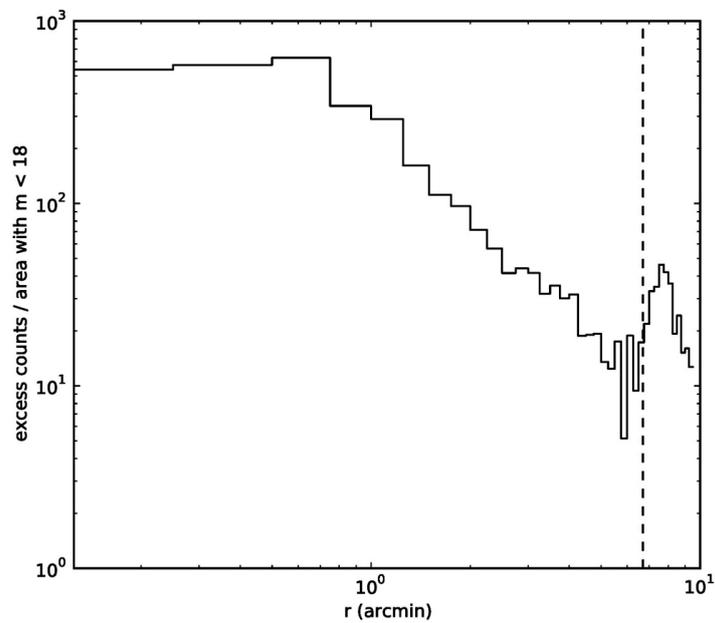


Figura 3.16: Eccesso di densità stellare nel fondo attorno all'ammasso globulare NGC 6553. Il centro dell'ammasso è posizionato a $r = 0$. L'evento di microlente evidenziato dalla linea tratteggiata è a $r = 6.7'$ (Yee et al. 2012).

Si può dunque concludere nella trattazione di questo evento che per quanto non siano sufficienti gli elementi per poter determinare con certezza che il segnale appartenga ad un corpo planetario esistono tuttavia evidenze significative in tal senso. Tali evidenze sono relative al fatto che la presenza del pianeta potrebbe meglio giustificare alcuni dei risultati derivati dalle osservazioni ed in particolare riguardo alla curva di luce (Figura 3.17). Inoltre la magnitudine del segnale è in relazione al fatto che gli errori sono rinormalizzati utilizzando dei fattori ad un parametro od a due parametri mentre si può sostenere che per segnali di attraversamento del lembo che sono di breve durata sono più appropriati gli errori ad un parametro.

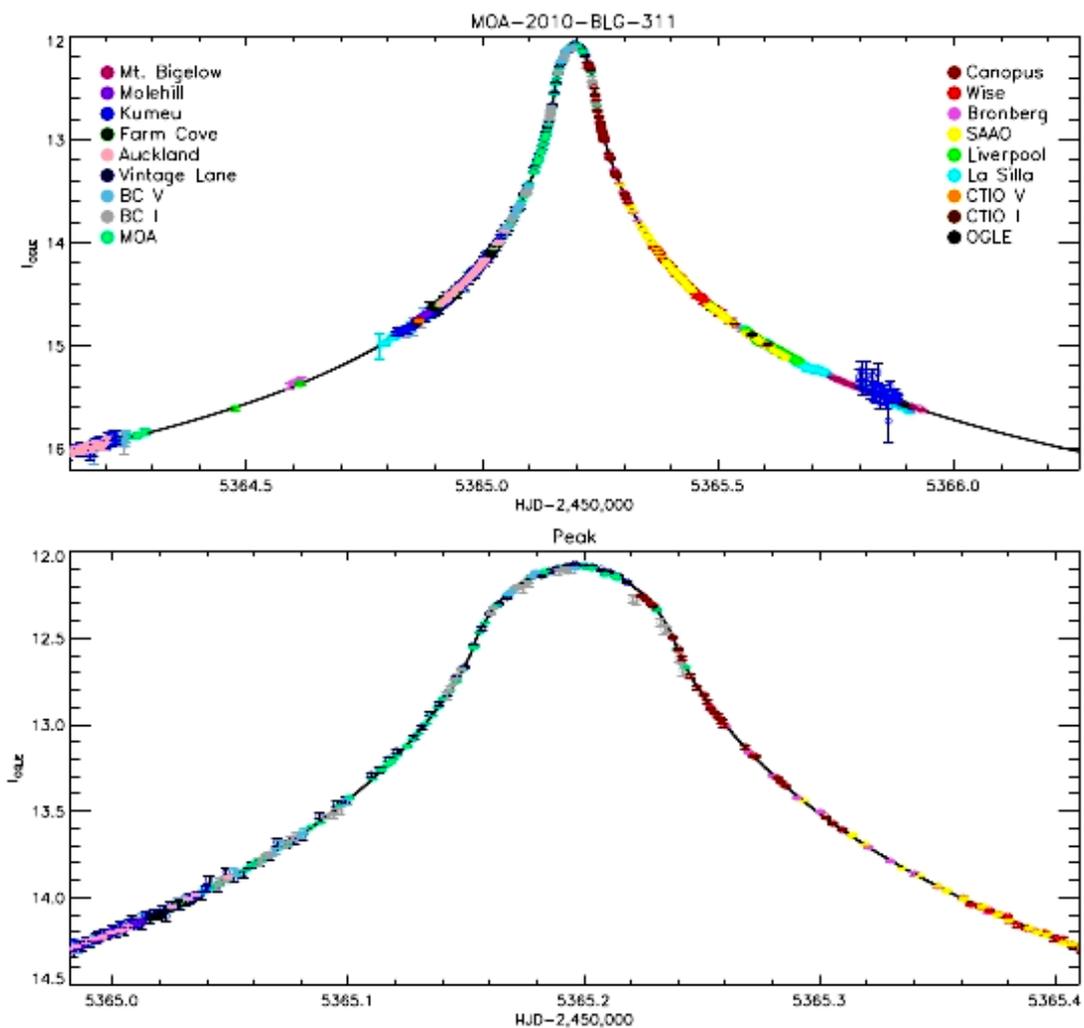


Figura 3.17: Curva di luce di MOA-2010-BLG-311. I differenti colori sono riferiti alle diverse osservazioni. La linea nera evidenzia il modello del sistema delle lenti con il fit migliore. Gli errori sono riferiti al modello ad un parametro (Yee et al 2012).

Con tali errori si ha $\Delta\chi^2 = 140$ valore ancora insufficiente per ottenere la certezza che il segnale sia attribuibile ad un pianeta. Si consideri come l'intervallo di appartenenza del χ^2 entro cui il pianeta sia da considerare come identificato dai processi osservativi è stato suggerito in $350 < \Delta\chi^2 > 700$ (in Gould et al. 2010) e più precisamente in altri contesti relativi ad altri eventi sono stati rilevati i seguenti valori da considerare come ottimali e funzionali all'identificazione certa della natura planetaria del corpo osservato attraverso il metodo della microlente:

- MOA-2008-BLG-310: $\Delta\chi^2 = 880$ (Janczak et al. 2010)
- OGLE-2005-BLG-390: $\Delta\chi^2 = 532 + 50\%$ (Beaulieu et al. 2006)

Mentre in MOA-2011-BLG-293 il valore $\Delta\chi^2 = 500$ è considerato insufficiente per avere la certezza dell'identificazione (Yee et al. 2012).

Per eventi ad alto ingrandimento occorre avere dei valori alti del $\Delta\chi^2$ (inoltre necessitano di una maggiore accuratezza e completezza di dati) per l'identificazione del pianeta ma tali eventi sono da considerarsi come ottimali in questo ambito di ricerca e saranno così successivamente i principali strumenti utilizzati nella ricerca dei pianeti extrasolari con il metodo della microlente.

3.5 Il metodo delle velocità radiali e dei transiti

Il metodo della velocità radiale o spettroscopico può essere considerato come applicabile anche in casi in cui è necessaria una conferma dell'esistenza di un pianeta precedentemente individuato con il metodo dei transiti. Il metodo dei transiti permette di misurare minime variazioni di luminosità stellare causate dal passaggio del pianeta. Tale metodo ha avuto un recente incremento di diffusione a causa del continuo perfezionamento dei sistemi fotometrici e presenta alcuni vantaggi rispetto ad altri metodi di scoperta di pianeti extrasolari. Fra questi c'è quello relativo alla possibilità di ottenere una corretta valutazione della massa del pianeta e di poter individuare pianeti di masse molto diverse fra loro, anche molto piccole. Inoltre come ovvia conseguenza teorica c'è la possibilità una volta ottenuta la stima corretta della massa di determinare altre proprietà fisiche come la densità del pianeta.

Risale al 7 Novembre 1999 (da parte di Greg Henry dell'Università del Tennessee) la prima scoperta di un pianeta extrasolare con il metodo dei transiti attraverso la misurazione di un periodico calo di luminosità, del 1,7 %, della stella HD 209458 nella costellazione di Pegaso (Glossfield et al. 2012). Il pianeta era un gioviano con un periodo di rivoluzione di 3,5 giorni. Come detto furono possibili attraverso lo studio degli effetti del transito planetario sulla luminosità stellare la determinazione della massa e della densità che nel caso del pianeta HD 209458b risultò essere molto bassa ($0,37 \text{ Kg/dm}^3$) il quale venne dunque classificato come gigante gassoso (Figura 3.18).

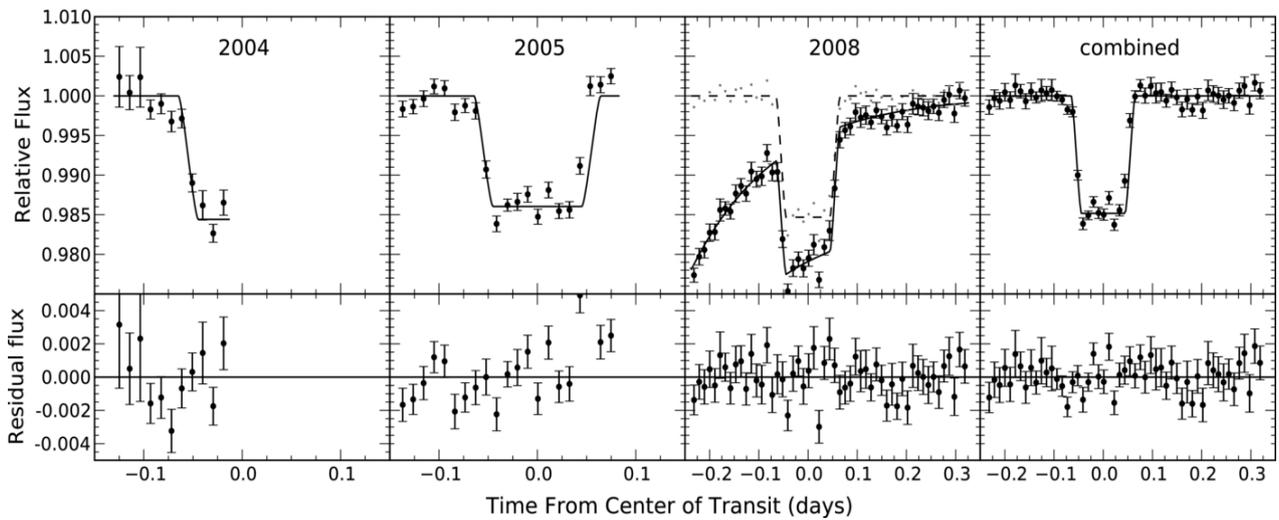


Figura 3.18: Flusso in funzione del tempo relativo ai transiti del pianeta HD 209458b. I pannelli superiori mostrano la fotometria quelli inferiori i residui (Glossfield et al 2012).

Alcuni pianeti scoperti con il metodo dei transiti si sono rivelati molto interessanti per alcune caratteristiche fisiche in particolare relative alla composizione della loro atmosfera (con presenza di metano, ammoniaca, silicati e possibile vapor acqueo). Il pianeta HD 189733b, gioviano in un sistema nella Vulpecula, è stato fra i primi ad essere stato studiato approfonditamente proprio nella sua composizione atmosferica (Tinetti 2007; con l'utilizzo dei telescopi Spitzer e Hubble). Altri esempi risultati interessanti per le particolari caratteristiche della composizione atmosferica furono i pianeti HD 80606b di quattro masse gioviane e con orbita estremamente ellittica scoperto nel 2001 (D. Naef dell'Università di Ginevra) ed HD 149026b. Quest'ultimo pianeta di massa saturniana scoperto nel 2005 (J. Hurrington dell'Università della Florida) è caratterizzato da un'altissima temperatura superficiale che si avvicina ai 2000°C. Il metodo dei transiti permise conferme teoriche sulle stime di massa in pianeti nettuniani come Gliese 436b (attraverso il telescopio Keck I delle Hawaii nel 2004) ed HAT-P-11b. Questo pianeta di massa nettuniana presentato nel 2009 da G.A. Bakos (nell'ambito del programma HAT presso l'*Harvard Smithsonian Center for Astrophysics*) orbita attorno ad una stella di 0,81 masse solari nella costellazione del Cigno.

A causa della rarità degli eventi il metodo dei transiti risulta efficace in programmi di ricerca che hanno l'obiettivo di studiare un elevato numero di stelle. Fra i programmi attivati in questo senso il progetto SWEEPS (*Sagittarius Window Eclipsing Extrasolar Planet Search*) attraverso lo Space Telescope (HST) nel 2004 permise la scoperta di 16 possibili pianeti in transito con periodi compresi tra 0,4 e 4 giorni quindi con distanze anche molto piccole rispetto alle loro stelle. Il progetto XO (il cui nome deriva da *eXOplanet*) nato nel 2003 (Peter McCullough dello Space Telescope Science Institute) ed il programma TrES

(*Trans-atlantic Exoplanet Survey*) del 2004 permisero ulteriori scoperte significative, come i pianeti gioviani TrES-1 e TrES-2 (programma TrES) ed i pianeti ancora gioviani XO-1b, XO-2b e XO-3b (progetto XO). Fra questi XO-3b risultò particolarmente interessante per la sua massa. Tale pianeta orbitante attorno ad una stella della costellazione della Giraffa ha infatti una massa pari a 12 masse gioviane vicino ai limiti oltre i quali sarebbe da considerarsi una nana bruna.

Altra collaborazione è la rete di piccoli telescopi HAT (*Hungarian Automated Telescope*) anch'essa assai prolifica. Questa rete permise infatti l'individuazione di molti pianeti transitanti fra i quali HAT-P-1, HAT-P-2 ed HAT-P-3 (quest'ultimo è fra i pianeti scoperti con il metodo dei transiti con il diametro minore).

Il metodo della velocità radiale ha permesso la scoperta del primo pianeta extrasolare (" 51 Pegasi b " il quale è da considerarsi come il primo ad essere stato scoperto intorno ad una stella di classe spettrale come quella del sole mentre occorrerebbe considerare precedenti scoperte nella costellazione della Vergine di esopianeti intorno ad una pulsar: PSR B1257+12, come detto nel primo capitolo). Il metodo della velocità radiale si basa sull'effetto Doppler e quindi sullo spostamento verso lunghezze d'onda più corte o più lunghe della luce stellare in funzione del suo avvicinamento od allontanamento rispetto ad un osservatore. L'effetto Doppler permette di rivelare il movimento stellare causato dalla presenza di un pianeta in un sistema a due corpi interagenti gravitazionalmente e nella direzione dell'osservatore. Il metodo della velocità radiale misura tale movimento stellare. Dalle grandezze misurabili della stella grazie all'effetto Doppler possono ricavarsi valori relativi al corpo planetario come la sua velocità, massa ed informazioni sull'inclinazione ed il periodo orbitale. Si vedrà come sia possibile studiare anche proprietà strutturali dei pianeti come la loro densità e la loro composizione atmosferica evidenziandone i transiti.

Verrà trattato ora brevemente un esempio di derivazione di grandezze e proprietà fisiche anche stellari in sistemi con corpi planetari individuati con la tecnica delle velocità radiali. L'esempio è relativo al sistema HD 38529, sistema studiato nell'ambito del programma TERMS (*Transit Ephemeris Refinement and Monitoring Survey*) che ha lo scopo di espandere il catalogo di pianeti orbitanti in sistemi stellari ed individuati con il metodo delle velocità radiali. I pianeti individuati con questo metodo sono dunque da considerarsi come particolarmente significativi per la determinazione di caratteristiche osservative quali quelle legate alla composizione atmosferica. Il programma TERMS è attivo in questa ricerca indirizzata in modo particolare ai pianeti in orbite eccentriche con alte probabilità di transito (Kane & von Braun 2008)

Il sistema HD 38529 (Henry et al 2013) è composto da pianeti scoperti con il metodo delle velocità radiali e presenta le tipiche caratteristiche dei sistemi multiplanetari che sono una fondamentale fonte di studio per le interazioni

dinamiche dei corpi componenti il sistema e per l'analisi di dati relativi ai periodi orbitali. In HD 38529 il pianeta interno (scoperto da Fischer et al. nel 2003) ha un periodo orbitale di ~ 14 giorni mentre il secondo pianeta ha un periodo di ~ 6 anni (sempre scoperto da Fischer et al. nel 2003). Successivamente nuove analisi e studi (Wittenmyer et al. e Wright et al. nel 2009) portarono a revisioni dei dati relativi ai periodi orbitali ed alla individuazione di un possibile terzo componente del sistema, un pianeta con periodo orbitale di ~ 194 giorni (Benedict et al. 2010). Combinare i nuovi dati relativi ai periodi orbitali dei pianeti con i dati relativi alle proprietà della stella del sistema permette accurate definizioni delle effemeridi di transito (i dati relativi alle velocità radiali nel sistema comprendono 436 misurazioni e sono stati acquisiti da tre strumentazioni in tre diversi telescopi: lo Spettrografo ad alta risoluzione del Telescopio di Hobby-Eberly, lo Spettrografo di Hamilton Echelle del Telescopio di 3,0 m di Shane all'Osservatorio di Lick e lo spettrometro HIRES Echelle del Telescopio Keck I di 10,0 m).

In Tabella 3.5 sono elencate le proprietà derivate della stella del sistema HD 38529 fra le quali il raggio stellare risulta essere un parametro essenziale per stimare la durata e la profondità del transito planetario:

Parametro	Valore Spettroscopico	Valore Interferometrico
θ_{UD} (mas)	-	$0,593 \pm 0,016$
θ_{LD} (mas)	-	$0,611 \pm 0,016$
Luminosità (L_{\odot})	-	$5,777 \pm 0,186$
Raggio R_* (R_{\odot})	$2,34 \pm 0,07$	$2,578 \pm 0,080$
T_{eff} (K)	5619 ± 44	5576 ± 74
[Fe/H]	$0,38 \pm 0,03$	-
$v \sin i$ ($km s^{-1}$)	$3,20 \pm 0,50$	-
$\log g$	$3,83 \pm 0,06$	-
Massa M_* (M_{\odot})	$1,36 \pm 0,02$	-
Età (Gyr)	$4,45 \pm 0,23$	-

Tabella 3.5: Proprietà stellari relative al sistema HD 38529.

Come si osserva in Tabella 3.5 i valori spettroscopici ed interferometrici del raggio sono inconsistenti reciprocamente a causa delle correzioni bolometriche che possono essere non rilevabili in stelle in uno stadio evolutivo come quello del sistema HD 38529. Per la stima delle proprietà del transito planetario viene utilizzato il valore interferometrico del raggio stellare.

Come precedentemente osservato ulteriori studi relativi al sistema HD 38529 evidenziano la possibilità dell'esistenza di un terzo pianeta

(Benedict et al. 2010). Questa presenza può essere confermata qualora il periodo orbitale del pianeta sia compreso nell'intervallo di 33 – 445 giorni con una eccentricità di $e < 0.3$.

Fra le proprietà analizzate della stella poste successivamente in relazione con i corpi planetari del sistema assume un significato particolare la velocità di rotazione equatoriale. Il periodo di rotazione osservato di $P_{\text{rot}} = 37.0$ giorni è sostanzialmente identico a quello risultante avendo considerato l'asse di rotazione vicino ai 90° . Questo porta ad avere $V \sin i$ molto simile alla velocità di rotazione equatoriale V_{eq} con la conseguenza che il raggio stellare e la velocità rotazionale proiettata risultano in un periodo di rotazione di ~ 37.5 giorni, come detto del tutto simile a P_{rot} . Ne segue che il grande valore di inclinazione dell'asse di rotazione stellare aumenta la probabilità dei transiti planetari assumendo che i piani equatoriali della stella e dell'orbita planetaria siano allineati. Se le geometrie orbitali e l'allineamento dei piani equatoriali delle stelle e delle orbite planetarie aumentano la probabilità del transito di contro le evidenze di cicli magnetici stellari possono essere causa delle variazioni della velocità radiale e dunque indurre ad una maggiore difficoltà nell'identificazione della presenza di un pianeta. Ed è nell'esame delle righe di emissione H e K e della variabilità della brillantezza superficiale che è possibile evidenziare attività magnetica (Baliunas et al. 1995,1998; Lockwood et al. 2007). In Figura 3.19 si può osservare come la debole attività magnetica nel caso del sistema HD 38529 non può produrre le ampie variazioni della velocità radiale che sono dunque attribuibili alla presenza del pianeta. In effetti l'ampiezza di 171 m s^{-1} della velocità radiale in HD 38529c è ben lontana dal valore limite di 25 m s^{-1} (Lovis et al. 2011) entro il quale il ciclo magnetico può produrre le variazioni di velocità radiale.

Il caso di HD 38529 è un esempio di come il metodo delle velocità radiali per la scoperta di pianeti extrasolari possa permettere analisi di alcune proprietà fisiche dei componenti il sistema ed in particolare delle geometrie orbitali il cui studio potrebbe confermare la presenza del pianeta. Il programma TERMS dunque attraverso questo metodo ed il monitoraggio fotometrico di esopianeti conosciuti permette di determinare le orbite planetarie e prevedere i tempi dei possibili transiti.

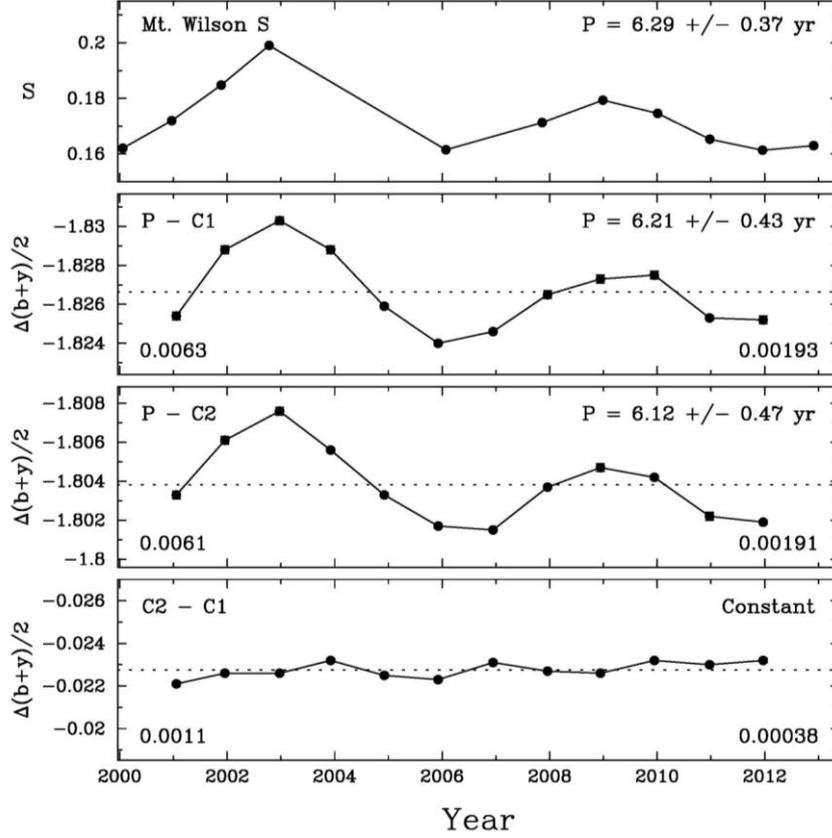


Figura 3.19: Variazioni a lungo termine di brillantezza comparate nei quattro pannelli come differenziali di magnitudine relativi ai componenti del sistema HD 38529 (pianeti e stelle P,C1 e C2). Nel pannello inferiore è evidente la stabilità del differenziale di magnitudine delle stelle C1 e C2. La debole attività magnetica non può produrre la grande ampiezza delle variazioni di velocità radiale dunque attribuibili alla presenza del pianeta (Henry et al. 2013).

Un caso di applicazione di tecnica di fotometria termica nell'ambito del programma TERMS è quello relativo a 6 pianeti del progetto WASP (*Wide Angle Search for Planets*), tutti giganti gassosi (WASP-4b, WASP-5b, WASP-6b, WASP-19b, WASP-29b, WASP-31b) i cui risultati osservativi fotometrici ed i relativi parametri fisici sono stati presentati da Dragonir et al. (2011). Qui espongo sinteticamente le relazioni fondamentali utilizzate in questo caso relative alle proprietà fisiche della stella e dei pianeti (basate sulle osservazioni dei transiti), ovvero la densità stellare:

$$\rho_* + k^3 \rho_P = \frac{3\pi}{GP^2} \left(\frac{a}{R_*} \right)^3 \quad [3.21]$$

con k coefficiente costante per ogni sequenza stellare che pone in relazione la massa della stella con il suo raggio, ρ_P densità del pianeta, P periodo orbitale ed (a/R_*) semiasse maggiore, e la gravità superficiale del pianeta:

$$g_P = \frac{2\pi}{P} \frac{\sqrt{1-e^2} K_*}{(R_P/a)^2 \sin i} \quad [3.22]$$

con e eccentricità dell'orbita e K_* semiampiezza della velocità stellare

Tornando al metodo della velocità radiale seguirò ora sinteticamente un breve percorso con alcuni degli esempi più significativi degli ultimi anni. Come detto questo metodo permette la misurazione delle piccolissime variazioni di velocità indotte dal moto planetario al moto stellare nel suo periodo orbitale. La necessità di spettrometria ad alta efficienza per ottenere queste misurazioni ha reso necessario il perfezionamento di tale strumentazione. Nel 2009 uno di questi spettrometri ad alta efficienza, l' HARPS (*High Accuracy Radial velocity Planetary Search project*) applicato al telescopio di 3,6 m di La Silla ha permesso la scoperta di tre pianeti attorno alla stella Gliese 581 (uno dei quali è localizzato nella fascia di abitabilità). Tale scoperta assume un significato particolare per la natura spettrale di Gliese 581 che è una nana rossa. Due sono le importanti conseguenze: in primo luogo le nane rosse sono le principali componenti della popolazione stellare della Via Lattea e questo fa aumentare la probabilità di trovare sistemi planetari extrasolari inoltre attorno alle nane rosse a causa della loro minore massa la forza perturbativa dei pianeti è maggiore rendendo così più efficace l'indagine spettroscopica con il metodo Doppler.

Sarebbe altresì importante osservare come nel caso del sistema di Gliese 581 esistano pianeti in piena fascia di abitabilità (per altro tale fascia nel caso delle nane rosse è a loro più vicina) ma in questa sede è prematuro approfondire questi aspetti. E' invece possibile sostenere come attorno alle nane rosse possano formarsi sistemi multipli con componenti di massa terrestre. Altro caso è quello di Gliese 876 nella costellazione dell'Acquario. Attorno a questa stella furono scoperti due pianeti di massa gioviana ed uno di sole 7,5 masse terrestri con una temperatura superficiale che non dovrebbe superare i 200°C. Sistemi planetari multipli sono possibili anche attorno a giganti rosse. Un esempio è HD 102272. Attorno a questa gigante rossa orbitano due pianeti gioviani di grande massa. Altri esempi significativi sono relativi ai tre pianeti di massa nettuniana (10,12 e 18 masse terrestri) attorno alla stella HD 69830 di 0,86 masse solari ed i tre pianeti caldissimi e particolarmente massivi (4,2, 6,9 e 9,2 masse terrestri) attorno ad HD 40307, stella di 0,77 masse solari e sempre studiata dall'HARPS con ben 130 misurazioni di oscillazione radiale. E' infine importante osservare come sistemi planetari scoperti con il metodo della velocità radiale possano trovarsi attorno a stelle multiple. Siano come esempi considerati il sistema di cinque pianeti attorno a 55 Cnc (in Figura 3.20 osservazioni fotometriche dei quattro pianeti interni al sistema) ed il caso particolarmente discusso e di difficile interpretazione di HD 188753b, grande pianeta fin troppo vicino alla sua stella, HD 188753 di un sistema multiplo, per essere considerato tale.

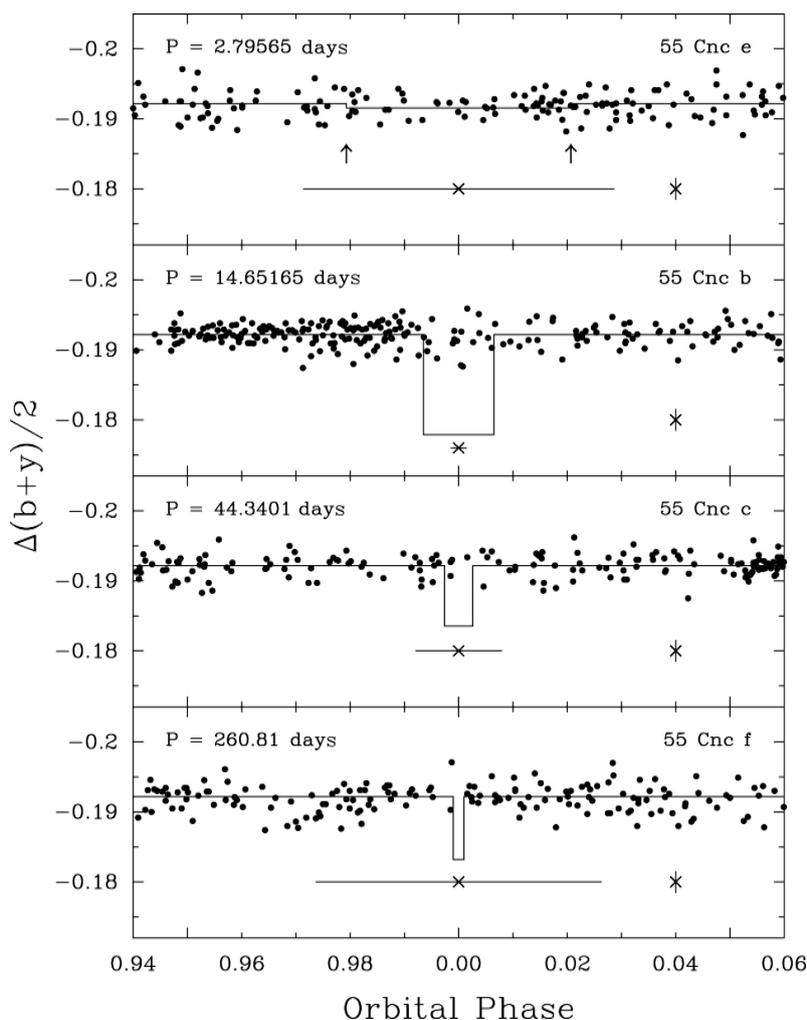


Figura 3.20: Osservazioni fotometriche di 55 Cnc in funzione della fase orbitale per i quattro pianeti interni. In ogni pannello la linea continua indica la curva di luce prevista in relazione al transito planetario. Nel pannello superiore le frecce indicano i punti di inizio e di fine relativi ai transiti previsti per il pianeta interno (Fisher et al. 2008).

3.6 Immagine diretta

Con l'osservazione diretta è possibile evitare alcuni svantaggi conseguenti all'utilizzo dei metodi indiretti. Fra questi svantaggi nel caso del metodo della microlente gravitazionale occorre considerare l'estrema rarità degli eventi individuabili mentre con il metodo dei transiti e con quello della velocità radiale è possibile individuare solo pianeti molto vicini alla stella centrale (a non più di 5 UA poiché oltre questo limite risulterebbe molto difficile l'individuazione del pianeta) e su di un piano orbitale poco inclinato rispetto alla linea di vista. La distanza dalla stella centrale del pianeta con l'osservazione diretta può essere invece un vantaggio divenendo più semplice distinguerlo fotograficamente a causa della minore intensità della luminosità stellare. Con questa tecnica si rende comunque necessario l'utilizzo delle bande infrarosse nelle quali la luminosità

stellare diminuisce e di contro aumenta quella del pianeta. Con le adeguate strumentazioni oggi disponibili è inoltre possibile occultare la luce stellare e limitare gli effetti della turbolenza atmosferica. Oggi ottenere questi risultati è evidentemente possibile sia dallo spazio che con i sistemi evoluti da terra con ottiche attive ed adattive.

Al fine di ottenere questi risultati osservativi e per ottimizzare le prestazioni strumentali la ricerca degli ultimi anni si è concentrata particolarmente su stelle molto giovani e circondate da dischi di polvere. Infatti l'indagine spettroscopica può evidenziare delle lacune nell'eccesso di assorbimento infrarosso facendo intuire la presenza di anelli di polvere e rendendo evidente la presenza di dischi protoplanetari (presenza che può essere successivamente confermata dall'osservazione diretta). Molti sono gli esempi di osservazioni di anelli di polvere all'interno dei quali delle condensazioni fanno intuire che sia in atto un processo di formazione planetaria. Nel 2004 P. Kolos con il telescopio IRTF e successivamente M. Lin con il telescopio Keck II scoprirono ed analizzarono possibili dischi protoplanetari attorno alla stella *AU Microscopi*. Ancora prima, nel 1998, Jane Greaves dell'Università delle Hawaii riprese con il telescopio submillimetrico JCMT da 15 metri un anello di polvere attorno ad *Epsilon Eridani*, stella di 0,85 masse solari (Figura 3.21, pannelli inferiori). Anche in questo caso si ipotizzò la presenza di un grande corpo planetario. Con il telescopio spaziale infrarosso Spitzer furono successivamente evidenziati altri anelli di polvere attorno ad *Epsilon Eridani* il cui studio potrebbe confermare l'esistenza di un sistema planetario. Anche nel discusso caso della giovane stella *TW Hydrae* di massa solare situata nel Toro immagini riprese originariamente ebbero successiva conferma teorica con altre tecniche di misurazione. In questo caso le immagini originarie furono riprese nel 1998 dallo strumento NICMOS dello Space Telescope che evidenziarono un disco di polvere mentre le successive misurazioni di oscillazione radiale con lo spettrometro FEROS del telescopio di La Silla nel 2007 confermarono la presenza di un pianeta di dieci masse gioviane orbitante in 3,56 giorni a 0,04 UA dalla stella centrale.

Il telescopio spaziale Spitzer lavorando nell'infrarosso è particolarmente efficace nella ricerca di possibili anelli protoplanetari (si veda il citato esempio di *Epsilon Eridani*) ed in questo senso è stato utilizzato nella ricerca di dischi di polvere protoplanetaria anche attorno a stelle binarie. In una indagine su 69 sistemi doppi i risultati sono stati positivi evidenziando l'esistenza di dischi protoplanetari in sistemi binari le cui componenti sono a distanza minore di 3 UA e maggiore di 50 UA. Se le stelle sono a distanza minore di 3 UA il disco di polvere le circonda entrambe qualora la loro separazione risultasse maggiore di 50 UA il disco avvolgerebbe solo una di esse.

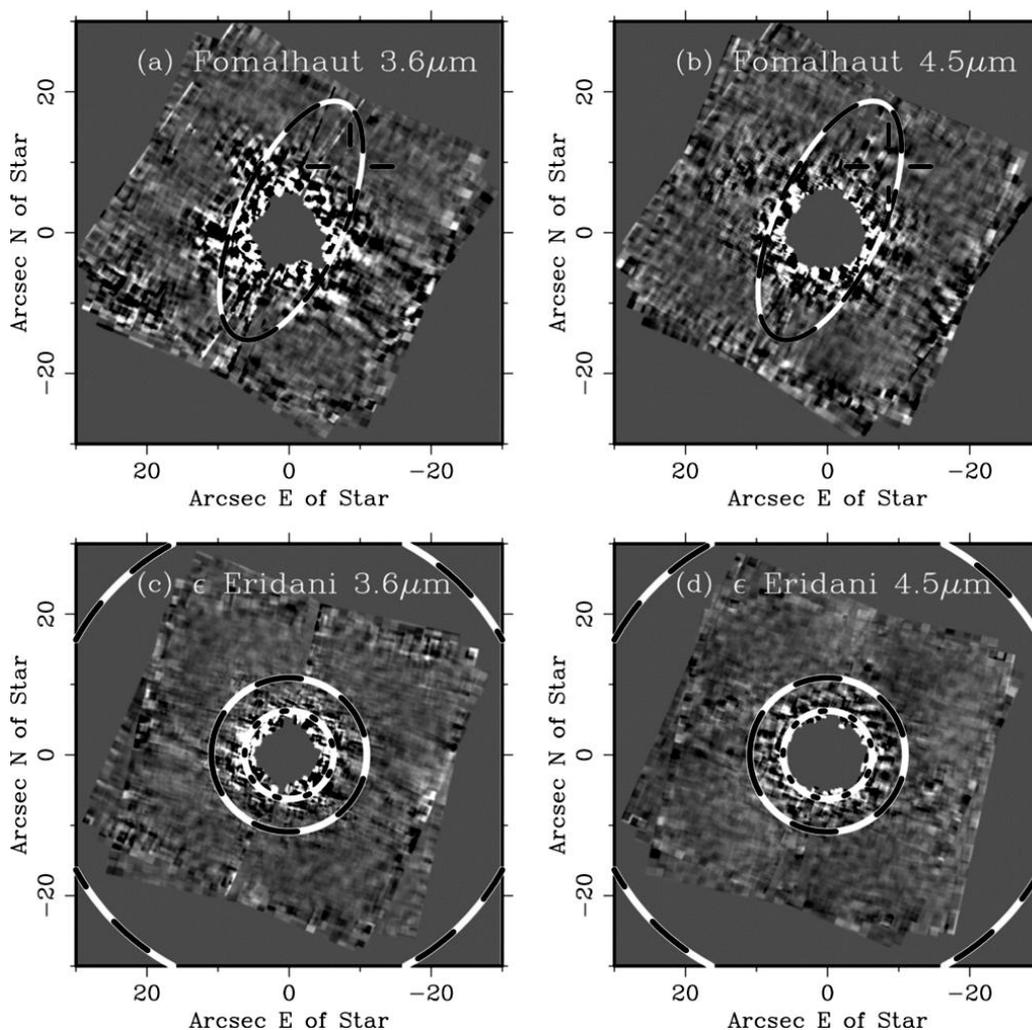


Figura 3.21: Immagini scalate linearmente da -20 a $+20$ MJy sr^{-1} di : (a) Fomalhaut $3.6 \mu\text{m}$ (b) Fomalhaut $4.5 \mu\text{m}$ (c) Epsilon Eridani $3.6 \mu\text{m}$ (d) Epsilon Eridani $4.5 \mu\text{m}$. Nei pannelli (a) e (b) le ellissi e le croci indicano le posizioni dell'anello di detriti e di Fomalhaut b. I cerchi tratteggiati nei pannelli (c) e (d) indicano il raggio interno ed esterno dell'anello submillimetrico di Epsilon Eridani mentre il cerchio puntato indica la posizione della cintura di asteroidi (Marengo et al. 2009).

E' ben noto del resto (come già osservato in questa sede) che anche in sistemi binari e multipli sono presenti pianeti individuabili con metodi di ricerca anche indiretti. Vari gli esempi possibili come il sistema a larga separazione HR 4796. Attorno alla componente principale del sistema nel 1998 osservazioni condotte al Keck II delle Hawaii ed al telescopio da 4 metri di Cerro Tololo rivelarono un alone di polvere esteso fino a 130 UA con possibile cavità entro 35 UA. Osservazioni spettroscopiche dallo Space Telescope confermarono la presenza di un possibile sistema planetario multiplo o di un singolo pianeta.

La conferma teorica attraverso analisi spettroscopica della presenza di anelli protoplanetari può avvenire anche a molti anni di distanza dall'osservazione dell'eccesso nell'infrarosso. E' il caso del sistema doppio HD 113766 nel Centauro con componenti due stelle di massa solare a distanza reciproca di 170 UA.

L'eccesso nell'infrarosso fu riscontrato dal satellite IRAS nel 1983 e solo nel 2006 con il telescopio spaziale Spitzer Carey Lisse (della Johns Hopkins University) misurò le emissioni attorno ad HD 113766A evidenziando la presenza di un anello ricco di materiali rocciosi e metallici la cui massa potrebbe originare un processo di formazione planetaria. Nel sistema triplo HD 141569 nella Bilancia lo Space Telescope prima nel 1998 poi con successive osservazioni nel 2002 ha mostrato attorno alla stella centrale un disco di polvere con una lacuna nella regione intermedia probabilmente originata dalla presenza di uno o più pianeti di grande massa. Nel 2004 fu evidenziato con analisi spettrale condotta ai telescopi Keck II e Gemini Nord un anello di polvere particolarmente denso che circondava entrambe le componenti del sistema binario BD+20 307 nella costellazione dell'Ariete. Questo fu un caso di particolare interesse in quanto fu successivamente ipotizzata da B. Zuchermann dell'Università della California nel 2008 una collisione di due pianeti di massa terrestre. Questa possibile collisione potrebbe aver originato l'alta densità e l'abbondanza della polvere. Con l'esempio del sistema binario BD+20 307 posso anticipare alcune osservazioni su determinate caratteristiche dei sistemi binari legate ai processi di formazione planetaria. In sistemi binari stretti, con le componenti dunque vicine, si crea instabilità dinamica nelle regioni circostanti le stelle ove sono riscontrabili agglomerati protoplanetari o corpi planetari già formati. Nel caso del sistema binario stretto KH 15D nella costellazione dell'Unicorno tale instabilità probabilmente diede origine a processi formativi di un pianeta del tutto simile alla Terra (ricerche di W. Herbst dell'Università di Wesleyan nel 2008).

L'immagine diretta permette la verifica della presenza di pianeti formati in dischi protoplanetari evoluti. Uno dei primi pianeti per i quali si sono ottenute immagini dirette fu evidenziato attorno a *Beta Pictoris* nel 1983. In questa lontana data antecedente agli anni delle prime scoperte confermate attorno a *Beta Pictoris* fu evidenziato principalmente l'eccesso di emissione infrarossa e nel 1984 Smith e J. Terrell al telescopio Dupont di 2,5 metri di Las Campanas fotografarono un disco di polvere evidente fino a quasi 200 UA. Solo nel 1997 fu riscontrato un forte calo di materia nella parte centrale del disco attorno alla stella (W. Holland dell'Università delle Hawaii con il JCMT). Seguirono ulteriori verifiche con immagini dirette sulla natura e sui processi formativi in atto nel disco attorno a *Beta Pictoris* per giungere nel 2003 ai primi risultati osservativi che mostrarono un possibile pianeta attorno a questa stella i quali vennero perfezionati nel 2008 dal team di A.Lagrange dell'Università di Grenoble che con un opportuno algoritmo riuscì ad eliminare la luce diffusa della stella ottenendo l'immagine di un corpo planetario di 8 masse gioviane. Sempre il team di A.Lagrange nel 2008 annunciò la scoperta fotografica di pianeti attorno a Fomalhaut nel Pesce Australe (Figura 3.21, pannelli superiori) ed HR 8799 in Pegaso (Figura 3.22).

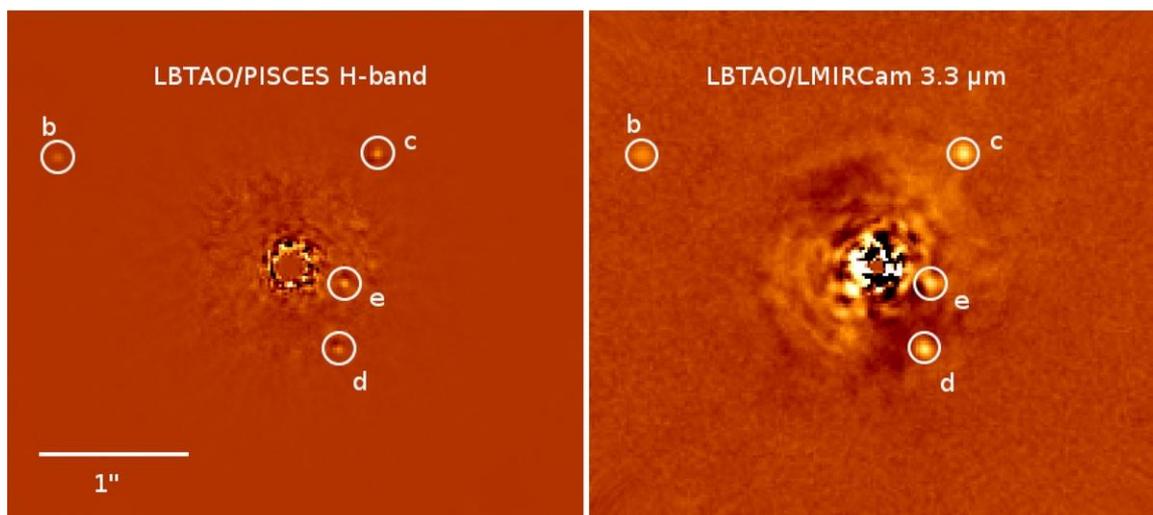


Figura 3.22: Immagini del sistema planetario HR 8799 in banda H ed a $3.3 \mu\text{m}$. Le immagini mostrano la prima individuazione di HR 8799e e la prima certa individuazione di HR 8799b ed HR 8799d a $3.3 \mu\text{m}$ (Skemer et al. 2012).

Il percorso di ricerca che ha portato alla scoperta del pianeta attorno a Fomalhaut con immagine diretta è simile a quello che ha permesso l'osservazione diretta del pianeta ad 8 UA di distanza da *Beta Pictoris*. Anche per l'osservazione di Fomalhaut b, il pianeta attorno alla stella centrale, il percorso ebbe inizio agli inizi degli anni ottanta quando il satellite IRAS scoprì un eccesso nell'infrarosso mentre successive immagini mostrarono la presenza di cavità nella regione centrale attorno alla stella. Nel 2004 con lo *Space Telescope* fu evidenziato un anello di materiale protoplanetario esteso da 133 a 200 UA della stella (ricerca di Paul Kalas dell'Università della California) e successivamente il pianeta fu individuato nell'ottico a causa della sua luminosità. La visibilità di Fomalhaut b è dovuta alla giovane età del sistema (circa 200 milioni di anni) ne segue che il pianeta è ancora caldo e circondato da un denso anello di ghiaccio e polvere che ne aumenta per riflessione la luminosità nell'ottico. Il caso citato della stella HR 8799 in Pegaso è significativo poiché esistono osservazioni dirette di un sistema planetario attorno ad essa (ricerche del team di C. Marois del *NRC Herzberg Institute* di Victoria in Canada nel 2008). Essendo HR 8799 in una fase evolutiva iniziale anche in questo caso, come per Fomalhaut, i pianeti devono essere molto caldi e luminosi. Le immagini dei pianeti vennero ottenute con strumenti dotati di ottiche adattive (*Gemini Nord* nelle Hawaii) nel 2007 con il *Keck II* nel 2008 e nel 2009 (da D. Lafrenière dell'Università di Toronto) con lo *Space Telescope*. Il sistema multiplo è composto da quattro pianeti: HR 8799b, HR 8799c, HR 8799d ed HR 8799e. Questa è ovviamente la struttura del sistema evidenziata attualmente ma tale struttura a seguito di ulteriori indagini future potrebbe mostrare caratteristiche complessive simili a quelle del sistema solare.

Non meno significativi per quanto anche ambigui e discussi i casi dei possibili pianeti osservati attorno alle stelle 1RXS J160929.1-210524 dello Scorpione

(ancora dal team di D. Lafrenière nel 2008 con il telescopio *Gemini Nord* delle Hawaii con sistema adattivo ALTAIR), *GQ Lupi* (con il telescopio VLT-Yepun sul Cerro Paranal nel 2004) e 2M1207 stella nella costellazione dell'Idra.

E' infine importante osservare come l'acquisizione di immagini dirette di esopianeti offre la possibilità di eseguire ulteriori indagini spettroscopiche. Ne segue che questo campo di ricerca è oggi particolarmente attivo ed in grande espansione.

3.7 Fondamenti matematici dei transiti planetari

Dopo aver elencato alcuni degli eventi più significativi in relazione ai diversi metodi di ricerca degli esopianeti vorrei concludere questo capitolo tornando ad una breve trattazione analitica di due recenti esempi per evidenziarne alcuni aspetti significativi che riguardano applicazioni numeriche e determinazione di leggi matematiche relativi ancora ai metodi di ricerca della microlente gravitazionale con successiva osservazione diretta e dei transiti planetari. Il primo esempio è uno studio (Quanz et al. 2012) che mette in evidenza come risultati ottenuti con le immagini dirette possano determinare un incremento del limite superiore nel numero e nella frequenza di stelle con esopianeti giganti orbitanti a grandi distanze precedentemente individuati con il metodo della microlente gravitazionale. L'importante conseguenza di questo studio è che la maggior parte dei pianeti individuati con il metodo della microlente gravitazionale risultano essere potenzialmente legati alle stelle anche in orbite a grande separazione. Infine attraverso l'utilizzo di un dato ottenuto relativo alla frequenza con la quale si trovano pianeti legati al sistema stellare ad un determinato intervallo di massa viene ricavata una relazione che descrive la popolazione dei pianeti. Infatti la frazione di pianeti legati nella regione tra 0,5 e 10 UA e con masse comprese nell'intervallo tra 0,3 e 10 masse gioviane (Cassan et al. 2012) è:

$$f_{pianeta} = 0,17^{+0,06}_{-0,09} \quad [3.23]$$

utilizzando questo dato relativo alla frequenza dei pianeti legati è possibile ricavare una relazione per la popolazione planetaria:

$$df_{pianeta} = C m^{\alpha} a^{\beta} dm da \quad [3.24]$$

con C costante di normalizzazione, m massa del pianeta, a semiasse maggiore ed α e β variabili libere.

L'ultimo recente esempio che vorrei trattare sinteticamente nell'ambito di questo capitolo non è direttamente riferibile agli aspetti metodologici relativi ai metodi di ricerca analizzati ma alla possibile determinazione di parametri geometrici e conseguenti leggi matematiche molto utili per lo studio delle teorie di formazione dei pianeti extrasolari e per l'ottenimento di modelli relativi ai transiti planetari (Kjurkchieva et al.2013). Inoltre la determinazione dei parametri geometrici dei

pianeti extrasolari è fondamentale per permetterne lo studio di alcune caratteristiche fisiche quali la densità, la massa, l'età e la loro composizione. Essendo tale esempio seppur indirettamente riferibile al metodo dei transiti ne espongo qui le principali conclusioni. Quanto segue è dunque un elenco delle principali leggi derivate dallo studio per la determinazione dei parametri geometrici:

La luminosità del sistema planetario in una fase φ esterna al transito è:

$$L(\varphi) = L_S + L_P(\varphi) \quad [3.25]$$

dove L_S è la luminosità stellare e $L_P(\varphi)$ è la luminosità del pianeta. La luminosità durante il transito è:

$$L(\varphi) = L_S + L_P - \tilde{J}(\varphi) \quad [3.26]$$

dove $\tilde{J}(\varphi)$ è la diminuzione della luminosità stellare dovuta al passaggio del pianeta che può essere espressa nella forma:

$$\tilde{J}(\varphi) = \int_{S_{oc}(\varphi)} I_0 f(u_j, \mu) ds \quad [3.27]$$

dove si integra sull'area stellare $S_{oc}(\varphi)$ coperta dal passaggio planetario (e con $f(u_j, \mu)$ arbitraria funzione di μ , I_0 intensità della luce al centro del disco stellare, $\mu = \cos \theta$ e θ angolo tra la normale al punto della superficie stellare relativo al passaggio planetario e la linea di vista). Si può così ricondurre la soluzione del problema del transito planetario al calcolo di un integrale di superficie.

Ora è possibile calcolare la diminuzione della luminosità con un integrale sull'area determinata dal differenziale degli archi relativi alle linee di uniforme luminosità che sono dei cerchi concentrici di raggio r con angoli centrali $2\gamma_r$ ed area $ds = 2\gamma_r r dr$ (in Figura 3.23 è rappresentata la geometria del transito parziale con l'area di calcolo dell'integrale lineare che segue).

Si può così trasformare l'integrale di superficie precedente ed ottenere un integrale lineare per il calcolo della diminuzione di luminosità:

$$\tilde{J}(\varphi) = \int_{r_{\min}(\varphi)}^{r_{\max}(\varphi)} I_0 f(u_j, \mu) 2\gamma_r(\varphi) r dr \quad [3.28]$$

dove $\mu = \cos \theta = \sqrt{1 - \left(\frac{r}{R_S}\right)^2}$ e con limiti di integrazione come raggi estremi delle isolinee stellari coperte dal pianeta alla fase orbitale φ .

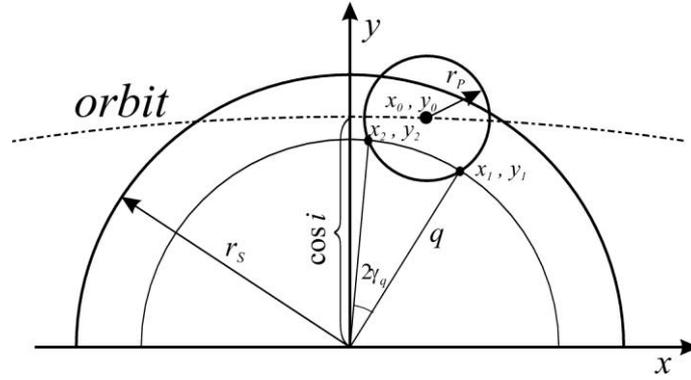


Figura 3.23: Geometria del transito planetario parziale con l'area di calcolo dell'integrale lineare relativo alla diminuzione della luminosità stellare (Kjurkchieva et al. 2013).

Utilizzando le quantità adimensionali $r_p = R_p/a$ (raggio relativo del pianeta) $r_s = R_s/a$ (raggio relativo della stella) e $q = r/a$ (raggio relativo dell'isolinea stellare) ed avendo assunto la separazione a come unità dimensionale si ottiene l'equazione della diminuzione di luminosità dovuta il transito planetario:

$$F(\varphi) = F_{\text{out}} - \frac{J(\varphi)}{\pi k r_p^2 + L_s/[I_0 a^2]} \quad [3.29]$$

con F_{out} flusso in assenza del transito planetario e dove si ha:

$$J(\varphi) = \int_{q_{\min}(\varphi)}^{q_{\max}(\varphi)} f(u_j, \mu) 2\gamma_q(\varphi) q dq \quad [3.30]$$

e

$$k = I_p/I_0 = [T_p/T_0]^4 \quad [3.31]$$

con T_p temperatura del pianeta e T_0 epoca iniziale.

Infine, data la legge di oscuramento della luminosità stellare per effetto del transito planetario:

$$I_{(\mu)} = I_0 f(u_j, \mu) \quad [3.32]$$

si arriva all'importante conclusione del valore della luminosità stellare:

$$L_s = \int_0^{R_s} I_0 f(u_j, \mu) 2\gamma_r r dr \quad [3.33]$$

Capitolo 4

STRUMENTI DI DETEZIONE E PROGRAMMI DI RICERCA IN CORSO

4.1 Strumentazione di ultima generazione

In questo capitolo l'attenzione sarà maggiormente dedicata agli aspetti legati alla strumentazione utilizzata in alcuni dei progetti di ricerca degli esopianeti riferendomi in particolare ad alcuni degli esempi trattati precedentemente.

Comincerei con un esempio di acquisizione immagini ottenute combinando sistemi di ottiche adattive con coronografia (Ygouf et al. 2013). Questa strumentazione è in grado di individuare pianeti anche di piccola massa e grandi separazioni ed ancora molto caldi in giovani sistemi stellari. Inoltre gli attuali e maggiormente efficienti coronografi combinati con ottiche adattive (Ex.AO) ottengono migliori risultati nell'eliminazione della luce stellare e di conseguenza permettono un miglioramento del valore relativo al rapporto S/N. Diversi gli esempi possibili di applicazioni di tali tecniche strumentali per l'ottenimento di immagini multispettrali fra i quali: GPI (Gemini) (Graham et al. 2007), Palm 3000 (Palomar) (Hinkley et al. 2011), SCExAO (Subaru) (Martinache & Guyon 2009) e SPHERE (VLT) (Beuzit et al. 2008).

Il modello diretto di una immagine coronografica corretta da ottiche adattive (alla lunghezza d'onda λ) è composto da tre termini:

$$i_\lambda(\alpha) = f_\lambda^* \cdot h_\lambda^c(\alpha) + [o_\lambda \star h_\lambda^{nc}] (\alpha) + n_\lambda(\alpha) \quad [4.1]$$

dove $i_\lambda(\alpha)$ è il dato relativo all'immagine, f_λ^* è il flusso stellare alla lunghezza d'onda λ e $h_\lambda^{nc}(\alpha)$ è la PSF non coronografica che può essere stimata separatamente. I tre termini della relazione sono i residui coronografici dell'alone stellare, la sorgente circumstellare ed il rumore n_λ . Risolvere i termini con le incognite (l'oggetto o_λ e $h_\lambda^c(\alpha)$) permette la determinazione del modello mentre il campo $h_\lambda^c(\alpha)$ è in funzione degli errori ottici del fronte d'onda e dei residui delle turbolenze.

In Figura 4.1 si ha un esempio applicativo di tecniche coronografiche nell'acquisizione di immagini a diverse lunghezze d'onda e quindi con diversi campi di puntamento (Ygouf et al. 2013). Un ulteriore ed importante esempio di strumentazione coronografica è lo SCI (SPICA Coronagraph Instrument) progettato per la missione SPICA (Space Infrared telescope for Cosmology and Astrophysics). Tale telescopio sarà capace di indagare un'ampia banda nell'infrarosso ed a causa della sua ampia apertura sarà in grado di fornire

risultati fondamentali sia nell'osservazione di esopianeti che per lo studio della loro formazione ed evoluzione.

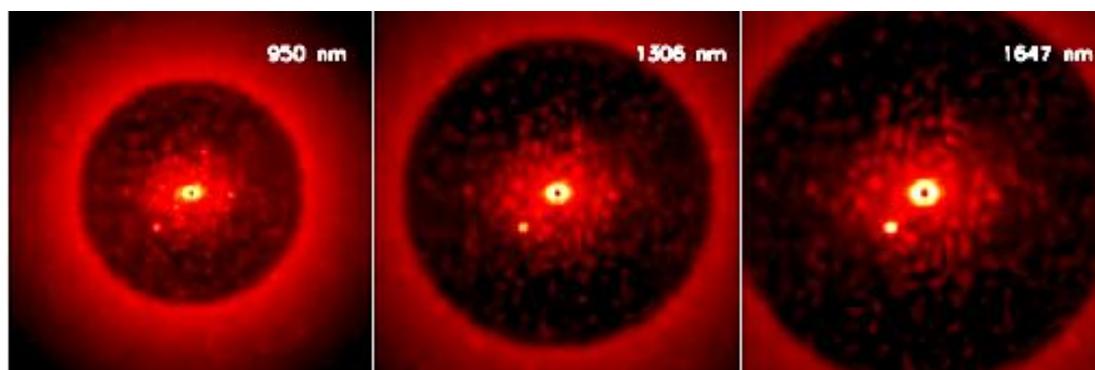


Figura 4.1: Immagini simulate a diverse lunghezze d'onda che evidenziano la separazione di un pianeta dal flusso stellare. Le immagini, che sono un esempio di applicazione di tecniche coronografiche, mostrano l'evoluzione del campo di puntamento in funzione della lunghezza d'onda (Ygouf et al. 2013).

Lo SCI (Enya et al. 2011) ha come principali obiettivi l'ottenimento di immagini coronografiche di pianeti gioviani extrasolari con successiva spettrografia ed il monitoraggio del transito planetario (in Figura 4.2 immagine coronografica e spettro atteso del pianeta). Il monitoraggio dei transiti è attuato con la copertura simultanea da parte di due canali (è la modalità non coronografica dello strumento) di una ampia gamma di lunghezze d'onda. Le ottiche pre-coronografiche e coronografiche hanno caratteristiche comuni per entrambi i canali mentre le ottiche post-coronografiche sono separate nei due canali relativi alle lunghezze d'onda corte o lunghe e sono dotate di meccanismi con ottiche riflettive. Nello strumento coronografico il segnale dallo specchio secondario del telescopio arriva direttamente allo specchio di collimazione a causa dell'assenza di uno specchio piano a differenza degli altri strumenti con piani focali del telescopio. Oltre il piano focale del telescopio è posizionato il primo specchio dello SCI. In Figura 4.3 sono mostrate le ottiche dello strumento coronografico.

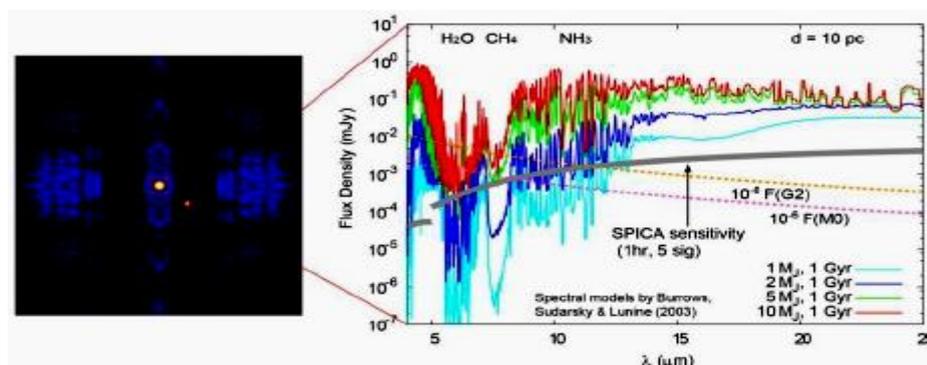


Figura 4.2: Immagine coronografica (a sinistra) e spettro del pianeta (destra) attesi dalle osservazioni dello SCI (Enya et al. 2011).

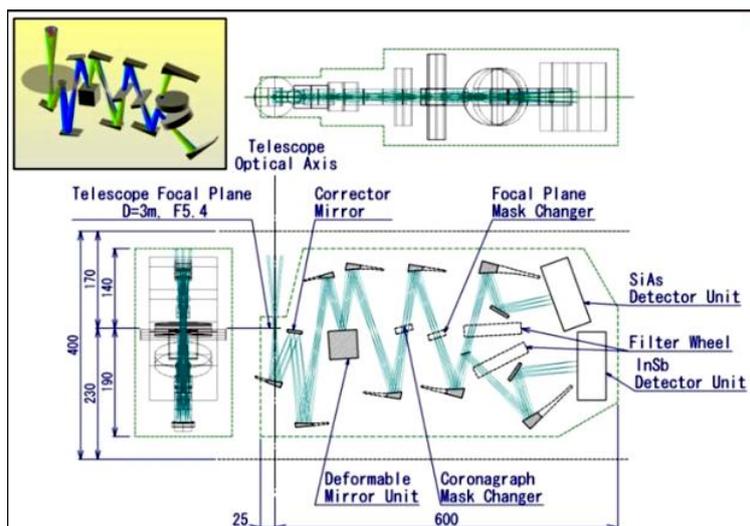


Figura 4.3: Schema del dispositivo ottico dello SCI (Enya et al. 2011).

L'insieme complessivo della strumentazione del telescopio (coronografo e piani focali compresi) necessita di subire processi di raffreddamento direttamente in orbita. Inoltre, descrivendo altre caratteristiche dello strumento relative alle sue ottiche, tutti gli specchi per la collimazione e la messa a fuoco sono fuori asse. Occorre anche osservare che il coronografo utilizza il centro del campo di vista nel piano focale del telescopio al fine dell'ottenimento della migliore qualità del fronte d'onda ove le aberrazioni sono minimizzate.

In Figura 4.4 è altresì visibile una configurazione schematica della strumentazione dello SPICA ove è anche evidente il posizionamento del coronografo (il quale, utilizzato per la banda infrarossa, può lavorare in modalità spettroscopica e di acquisizione immagini e come detto in modalità non coronografica).

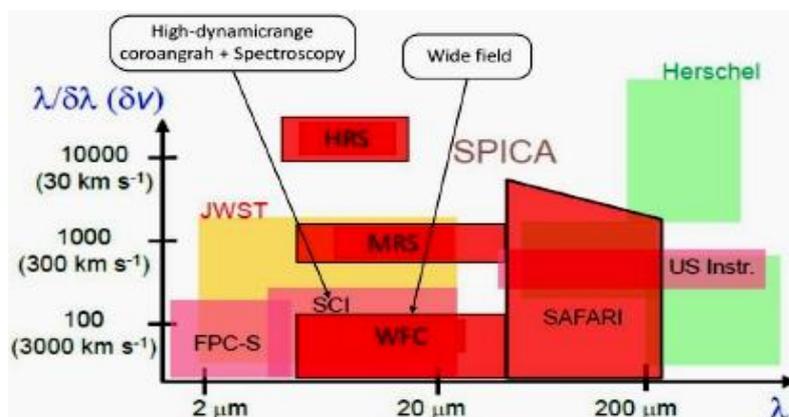


Figura 4.4: Visione schematica della strumentazione dello SPICA ove è evidente il posizionamento del coronografo (SCI) (Enya et al. 2011).

Dopo questa breve analisi sugli aspetti strutturali di telescopi nello spazio ed in particolare dell'apparato coronografico vorrei ora sottolineare l'importanza della radioastronomia anche nello studio degli esopianeti e quindi quanto sia importante l'utilizzo della strumentazione attiva nei radiotelescopi. In questo senso alcuni parametri e le caratteristiche fisiche di un sistema stellare devono essere funzionali all'ottimizzazione dei risultati osservativi. Fra questi la posizione della sorgente nel cielo, il suo moto proprio, le dimensioni del pianeta ed eventuale presenza di anelli o satelliti attorno ad esse nonché la necessità di una alta densità di flusso per migliorare l'efficienza del segnale. Per questo scopo è inoltre necessario conoscere la posizione del pianeta rispetto la sorgente. Ad esempio ad un'orbita di 1 UA ad un parsec la distanza può apparire pari ad 1 arcosecondo con la conseguenza che tale orbita deve essere nota con la massima precisione (Scheffer, 2013).

Tornando agli aspetti relativi all'applicazione della coronografia espongo ora alcune considerazioni che riguardano l'utilizzo di strumentazione coronografica con l'astrometria ad alta precisione e tecniche di acquisizione immagini (Guyon et al. 2013). In un telescopio diffrattivo l'utilizzo simultaneo di tali tecniche e strumentazioni permette di ottenere sia l'identificazione di esopianeti con alta sensibilità che la determinazione della loro massa con precisione. Di astrometria ed osservazione diretta si è parlato nel precedente capitolo dedicato ai metodi di ricerca (strumenti ad alto contrasto utilizzati con tecniche di acquisizione diretta delle immagini permettono l'ottenimento di dati relativi alle caratteristiche delle atmosfere planetarie e dei loro spettri, ai periodi di rotazione ed alla configurazione del sistema stellare). Qui osservo come in un telescopio diffrattivo l'acquisizione delle immagini con una camera ad ampio campo non possa avvenire senza il contemporaneo utilizzo di coronografia con strumenti a campo ristretto e come detto con l'applicazione di tecniche astro metriche. In Figura 4.5 è mostrata una configurazione schematica di un sistema ottico di un telescopio di 1,4 metri che evidenzia le applicazioni di tali tecniche ed il posizionamento del coronografo (Guyon et al. 2013).

Nello schema si osserva come la luce si distribuisce in due strumenti (gli specchi primario e secondario M1 ed M2) mentre il segnale della sorgente (nel campo centrale) prima di essere elaborato dal coronografo è estratto dal piano focale intermedio. In Figura 28 sono visibili anche dettagli dell'immagine acquisita dal piano focale finale con i raggi di diffrazione (causati dai punti nello specchio primario M1 schematizzati nella configurazione del sistema ottico). Tali raggi di diffrazione sono visibili in una sezione ingrandita dell'immagine e nel fondo del campo con le stelle. Espongo ora una sintetica descrizione della strumentazione utilizzata per l'individuazione del sistema planetario orbitante attorno alla stella HR 8799 (di questo sistema multiplo ho già parlato nel precedente capitolo in relazione ai metodi di ricerca adottati per la sua scoperta). Con la spettroscopia nel vicino infrarosso, nella banda di lunghezze d'onda $\lambda = 995 - 1769$ nm, sono

stati ottenuti spettri di tutti e quattro i pianeti componenti il sistema, ovvero HR 8799b,c,d,e (Oppenheimer et al. 2013).

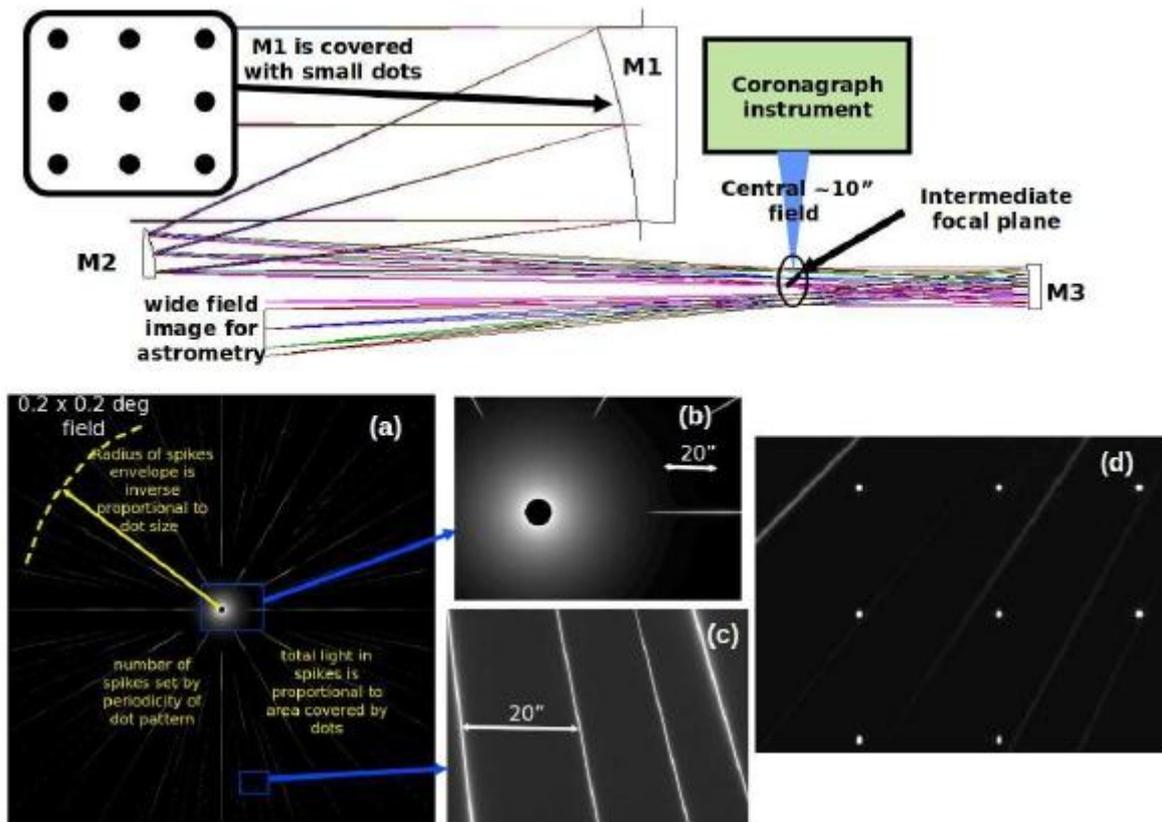


Figura 4.5: Nella parte superiore della figura è mostrato lo schema del sistema ottico di un telescopio di 1,4 metri che utilizza tecniche astrometriche e coronografiche. La luce si distribuisce in due strumenti (gli specchi M1 ed M2). Il segnale della sorgente nel campo centrale è estratto dal piano focale intermedio per essere poi elaborato dal coronografo. Nella parte inferiore (pannelli a,b,c,d) sono mostrati dettagli dell'immagine ad ampio campo acquisita dal piano focale finale, con i raggi di diffrazione indotti dai punti nello specchio primario (pannello a e schema ottico). Nei pannelli b e c sono visibili ingrandimenti della regione centrale della sorgente contenente la maggior parte del flusso e di una regione con i raggi di diffrazione. Nel pannello d è visibile il fondo con i raggi di diffrazione (Guyon et al. 2013).

L'insieme della strumentazione utilizzata per l'acquisizione dei dati ed attivo nel telescopio Hale di 5 metri di Palomar è chiamato Project 1640. L'insieme dell'apparato strumentale del Project 1640 è composto da quattro strumenti ottici: uno specchio deformabile chiamato PALM-3000 (Dekany et al. 2006, 2007 e 2013 in preparazione) con un sistema di ottiche adattive con 3629 attuatori; un coronografo APLC (Soummer et al. 2009; Sivara-makrishnan & Lloyd 2005; Soummer 2005; Soummer et al. 2003 a,b); un interferometro Mach-Zehnder per la calibrazione dei residui e degli errori di ampiezza nel fronte d'onda stellare (CAL; Vasisht et al. 2012; Zhai et al. 2012) ed uno spettrografo in grado di ottenere 32 immagini simultanee con un campo di vista di $3''.8 \times 3''.8$ nella banda $\lambda = 995 - 1769$ nm con un $\Delta\lambda = 24.9$ nm per immagine (IFS; Hinkley et al.

2011c, 2008; Hinkley 2009; Oppenheimer et al. 2012). In Figura 4.6 è visibile un confronto tra immagini coronografiche di HR 8799 ottenute con o senza il sistema CAL operativo:

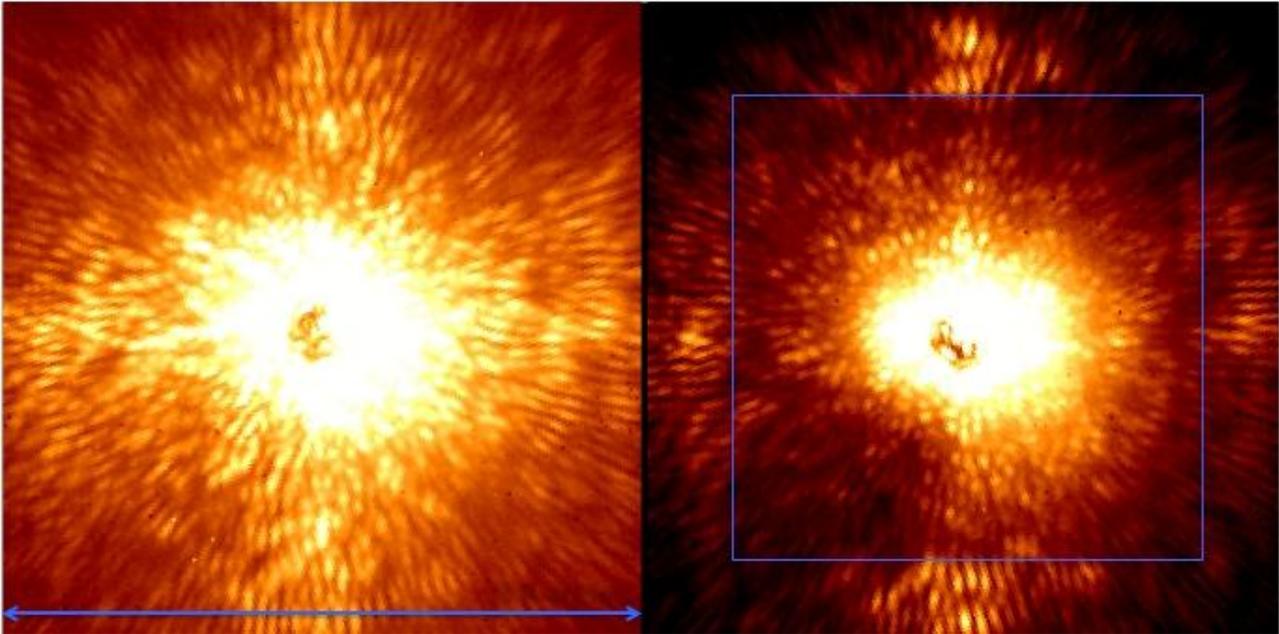


Figura 4.6: Confronto tra immagini coronografiche di HR 8799 ottenute senza il sistema CAL (sinistra) e con il sistema CAL (destra) operativo. La freccia in basso nell'immagine di sinistra indica una distanza di 3.8 arcsec. Il quadrato blu nell'immagine di destra indica la regione di controllo dello specchio PALM-3000 (Oppenheimer et al. 2013).

Nell'immagine con il sistema coronografico CAL operativo è evidenziata anche la regione di controllo dello specchio deformabile PALM-3000, contenuta nel quadrato blu. Il sistema CAL opera iterando 5 volte solo con una coniugazione di fase per eliminare le macchie fino ad una distanza di $32\lambda/D$ dalla stella ovvero entro la regione contenuta nel quadrato blu (come detto quest'area corrisponde alla regione di controllo dello specchio deformabile).

Nel caso dei sistemi attorno a Fomalhaut ed Epsilon Eridani, anch'essi trattati nel precedente capitolo, alcune delle immagini dei pianeti orbitanti individuati nei dischi di detriti od anelli che circondano queste stelle sono state ottenute con una camera ad alta sensibilità e stabile PSF denominata IRAC (Infrared Array Camera) ed operativa nel telescopio *Spitzer* (Marengo et al. 2009). L'IRAC è capace di individuare corpi planetari freddi e di massa gioviana con picchi di emissione attorno a $4,5 \mu\text{m}$. Le immagini sono state acquisite a $3,6 \mu\text{m}$ e $4,5 \mu\text{m}$ ed in un tempo di esposizione fino a 0,2 s. Per ogni osservazione nelle bande di $3,6 \mu\text{m}$ e $4,5 \mu\text{m}$ è stata necessaria l'acquisizione di 255 serie di fotogrammi di $64 \times 0,02$ s. con un tempo di integrazione di 0.01 s. La scelta del tempo di osservazione è fondamentale per ottenere sia la riduzione della saturazione che un migliore

campionamento dell'immagine. Nel caso di Epsilon Eridani il tempo totale di integrazione fu di 3369.6 s. in ognuna delle quattro bande relative ai quattro canali dell'IRAC.

La riduzione dei dati fu successivamente effettuata presso lo SSC (*Spitzer Space Center*) mentre attraverso le procedure di riduzione della PSF stellare (con la combinazione dei dati relativi a due epoche osservative in una unica immagine) si sono ottenute le immagini visibili in Figura 4.7 dove è evidente il confronto tra l'immagine di Fomalhaut acquisita alla prima epoca osservativa (4.5 μm) e l'immagine con la PSF stellare sottratta a seguito dell'utilizzo delle procedure operative dell'IRAC e di un software adeguato.

Infine osservo come il valore della magnitudine limite in ogni banda è funzionale alla FWHM(λ) ed al flusso normalizzato della PSF dell'IRAC (ed al valore del rumore, rms, a sua volta utile per la determinazione della sensibilità radiale delle immagini).

Il valore della magnitudine limite è:

$$m_{lim} = -2.5 \log \left[\frac{3\pi(\text{FWHM}/2)^2 \cdot \text{rms}}{F_0(r = \text{FWHM}/2)} \right] \quad [4.2]$$

dove F_0 è il flusso normalizzato della PSF dell'IRAC attraverso un'apertura circolare con il diametro della FWHM, mentre il fattore 3 è introdotto per ottenere una sensibilità di 3σ che può garantire una capacità di detezione del 99,7%.

Altro caso trattato precedentemente è quello relativo ai giganti gassosi individuati nell'ambito del progetto WASP (*Wide Angle Search for Planets*). Fra questi il pianeta WASP-13b è stato individuato con uno strumento, il RISE, montato nel telescopio Liverpool di 2 metri di La Palma nelle Isole Canarie (S.C.C. Barros et al. 2011).

WASP-13b è stato individuato con il metodo dei transiti planetari e quindi, trattandosi di un metodo di scoperta diverso rispetto ai precedenti, descrivo qui le principali caratteristiche del RISE. Questo strumento è un CCD (Steele et al. 2008; Gibson et al 2008) con una scala di pixel di 0.54 arcsec/pixel per un campo di vista di 9.4×9.4 arcmin. ed in grado di coprire le bande V+R (per una copertura di $\sim 500 - 700$ nm). Il tempo di esposizione, nel caso di WASP-13b, è stato di 1 secondo al fine di ridurre il tempo limite del CCD (che è di soli 35 ms per esposizioni maggiori di 1 secondo).

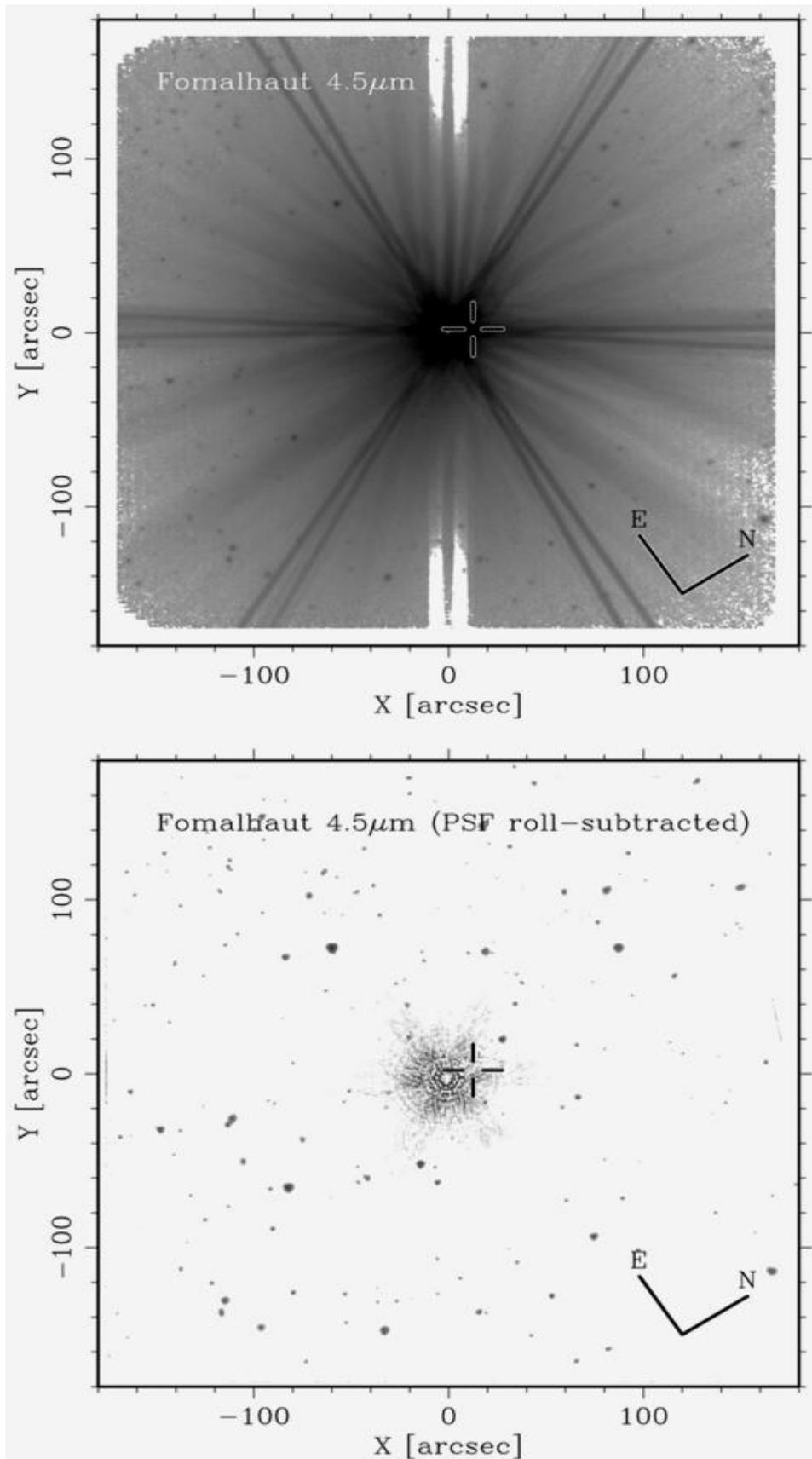


Figura 4.7: Confronto tra immagini di Fomalhaut ottenute alla prima epoca di acquisizione (a $4.5\mu\text{m}$) (immagine superiore) e dopo la sottrazione della PSF stellare a seguito dell'utilizzo delle procedure operative dell'IRAC (immagine inferiore) (Marengo et al. 2009).

Con questo tempo di esposizione si è resa necessaria una defocalizzazione di -1.0 mm per evitare la saturazione stellare e per ridurre l'errore sistematico. La successiva riduzione dei dati per la sottrazione del bias e la correzione del flat field è stata effettuata con la strumentazione ULTRACAM (Dhillon et al. 2007) e con una fotometria delle stelle del campo per minimizzare il rumore attraverso l'utilizzo di una campionatura dei raggi di apertura per ogni osservazione. Nel caso delle osservazioni con il CCD RISE per WASP-13b gli errori fotometrici (con i rumori di fondo) sono più alti di quelli attesi dal rumore dei fotoni incidenti. Il rumore correlato al tempo di esposizione può essere un'ulteriore causa della non corretta stima dei parametri relativi alle osservazioni dei transiti planetari, stima già condizionata dagli errori fotometrici menzionati. Infine attraverso l'analisi delle curve di luce ottenute con la fotometria applicata al CCD RISE si arriva alla determinazione dei parametri planetari e delle orbite.

Vorrei ora esporre una breve analisi relativa a due strumenti operativi presso il VLTI (Very Large Telescope Interferometer) ed utilizzati per l'individuazione di esopianeti (gli strumenti MIDI e AMBER) evidenziandone in particolare i valori relativi all'efficienza del segnale interferometrico. Gli strumenti MIDI ed AMBER (Matter et al. 2010) operanti nel vicino infrarosso sono stati utilizzati per la correzione di fase misurata nella dispersione di vapore acqueo del pianeta Gliese 86b (si veda la Figura 4.8, da Chauvin et al. 2009 e Quanz et al. 2010).

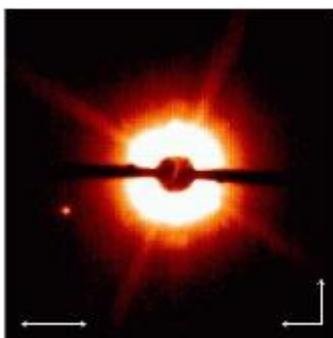


Figura 4.8: Immagine coronografica in banda Ks dal VLT/NACO dei pianeti Gliese 86a,b..

L'interferometria differenziale operata da questi strumenti interferometrici è funzionale all'ottenimento di informazioni spettroscopiche e fisiche, come la massa e l'inclinazione orbitale, anche di giganti gassosi (come nel caso in esame di Gliese 86b). E' quindi possibile prevedere sia la possibile individuazione che le caratteristiche del pianeta usando la fase differenziale (attraverso la misurazione dello strumento MIDI nel nostro caso). In Figura 4.9 è evidente che per Gliese 86b il flusso è maggiore in banda N ($\approx 10^{-3}$) rispetto al vicino infrarosso ($\approx 10^{-5}$) od al visibile ($\approx 10^{-6}$). In Figura 4.9 è altresì visibile la fase interferometrica teorica del sistema GL86 tra 1 e 15 μm .

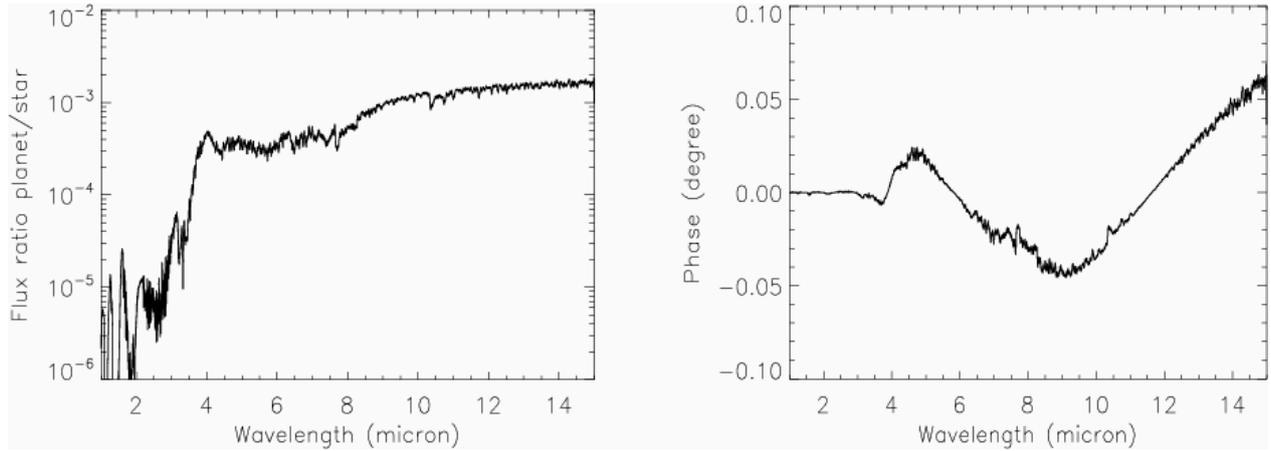


Figura 4.9: Nel grafico di sinistra rapporto tra il flusso del pianeta e quello stellare tra 1 e 15 μm . (dominante in banda N). Nel grafico di destra fase interferometrica teorica del sistema GL86 tra 1 e 15 μm (Matter et al. 2010).

Le emissioni dominanti del fondo del cielo e la forte dispersione cromatica causata dal vapore acqueo (Colavita et al. 2004; Meisner & Le Poole 2003) possono inoltre condizionare le misure interferometri che operate nella banda N , ovvero la banda ove il flusso del pianeta è maggiore come precedentemente osservato.

Il MIDI può rimuovere con la sottrazione dei due canali interferometrici le emissioni del fondo mentre non è in grado di ridurre la dispersione cromatica. Per questo scopo è stato utilizzato l'AMBER simultaneamente al MIDI a causa della sua capacità di stimare l'ampiezza di dispersione ed ottenere così una misura ed una successiva correzione della dispersione del vapore acqueo.

Vengo ora ai valori relativi all'efficienza interferometrica a conclusione di questa breve analisi. L'azione interferometrica, anche nel caso esaminato degli strumenti MIDI ed AMBER del VLTI, permette la determinazione del modulo e della fase della visibilità complessa (corrispondenti alla visibilità ed alla posizione del campione di frangia). Tali valori sono legati alla trasformata di Fourier della distribuzione di brillantezza della sorgente che nel caso di un sistema planetario (ove la stella appare come un disco uniforme di diametro angolare costante D_* ed il pianeta è sorgente puntiforme) è data da:

$$I(\theta, \lambda) = I_{stella}(\lambda) \Pi\left(\frac{\theta}{D_*}\right) + I_{pianeta}(\lambda) \delta(\theta - \rho) \quad [4.3]$$

con I_{stella} ed $I_{pianeta}$ flussi monocromatici, ρ distanza angolare tra stella e pianeta, Π funzione uniforme del disco, pari ad 1 all'interno e 0 all'esterno, che descrive la distribuzione di brillantezza della stella e θ coordinata angolare del piano del cielo.

Come visto il MIDI ha la capacità di stimare l'ampiezza di dispersione ed ottenere una correzione della dispersione del vapore acqueo. Questo valore è funzione del tempo e della differenza del cammino ottico OPD tra i due segnali che in uno

strumento come il MIDI può limitare i residui delle perturbazioni del fronte d'onda. Si ha dunque:

$$\Phi_{disp}(\lambda, t) = \frac{2\pi}{\lambda} \text{OPD}_{as}(\lambda, t) + \frac{2\pi}{\lambda} \text{OPD}_{va}(\lambda, t) \quad [4.4]$$

con l'OPD in relazione ad alcune delle principali caratteristiche dell'atmosfera planetaria (*as*, aria secca, *va*, vapore acqueo).

In Figura 4.10 è visibile uno schema semplificato del cammino ottico degli strumenti MIDI ed AMBER operativi nel laboratorio del VLTI:

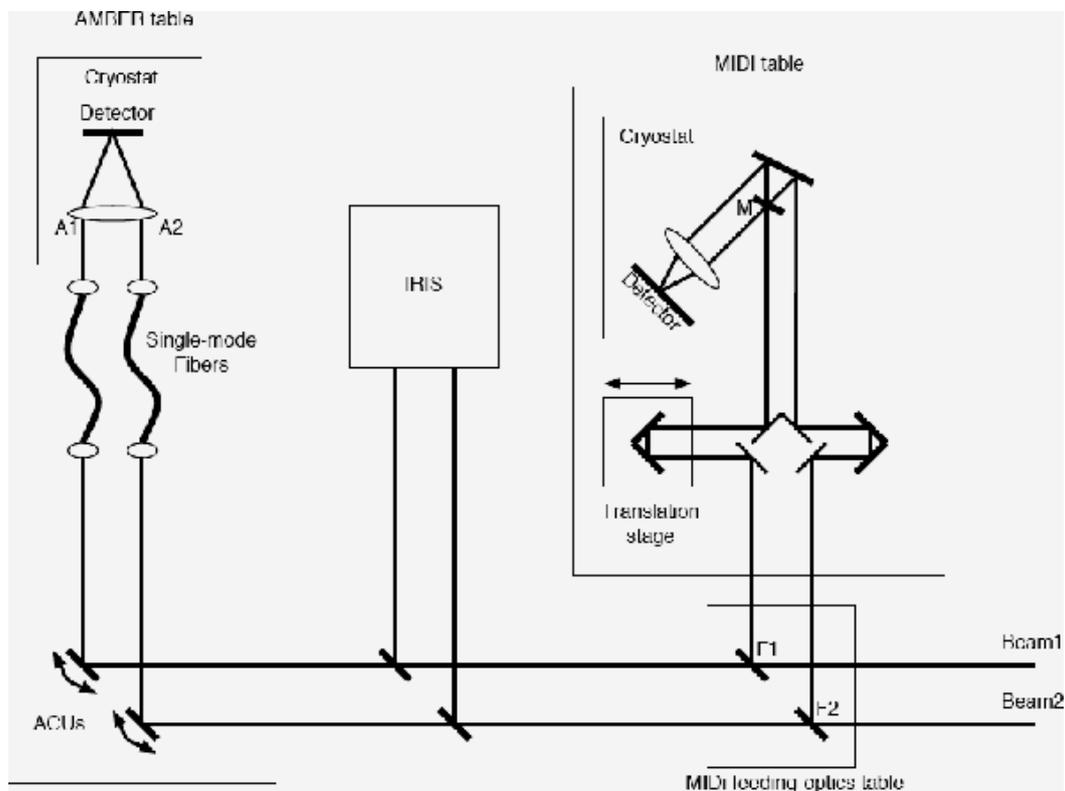


Figura 4.10: Schema semplificato del cammino ottico degli strumenti MIDI ed AMBER operativi nel laboratorio del VLTI (Matter et al. 2010).

Rimanendo nell'ambito delle tecniche fotometriche descrivo ora alcune delle principali caratteristiche della strumentazione operativa sul telescopio Kepler lanciato il 7 Marzo 2009 allo scopo di individuare i transiti planetari e di determinare quanti pianeti simili alla terra sono localizzati nelle zone abitabili dei sistemi stellari. Naturalmente data la sua importanza ho già parlato di questa missione e tornerò a parlarne nel prossimo capitolo. Qui mi soffermo sinteticamente su alcune caratteristiche relative ai fotometri come nel precedente caso degli strumenti del VLTI.

L'estrema precisione e sensibilità fotometrica dei CCDs operativi per la missione Kepler richiede una particolare stabilità strumentale ed una grande capacità di rimuovere gli errori sistematici. L'insieme dei CCDs è caratterizzato da fotometri tradizionali ed altri con caratteristiche uniche appositamente concepite per il telescopio Kepler (Caldwell et al. 2010). Queste caratteristiche peculiari che sono in relazione alla particolare struttura del telescopio si riflettono anche nelle stesse caratteristiche delle file di pixels dei CCDs. Il piano focale consiste in 84 canali di lettura e quattro sensori (FGS) ed i dati collaterali sono raccolti nelle regioni di ogni canale. In Figura 4.11 è visibile l'immagine di un canale con le regioni dei dati collaterali ed un suo ingrandimento. Nell'immagine in figura sono visibili le file di macchie (come colonne luminose) nelle quali sono evidenti le iniezioni di carica. In figura nel pannello di destra l'ingrandimento mostra una regione vicina a due stelle ove è evidente il segnale di macchia. Ogni pixel in una data colonna riceve lo stesso segnale di macchia. Questi segnali sono usualmente piccoli considerando che ogni pixel riceve il segnale stellare per un tempo di lettura (0,52 s) diviso per il numero totale di file (1070). Ne segue che le macchie non sono la principale causa del rumore fotometrico.

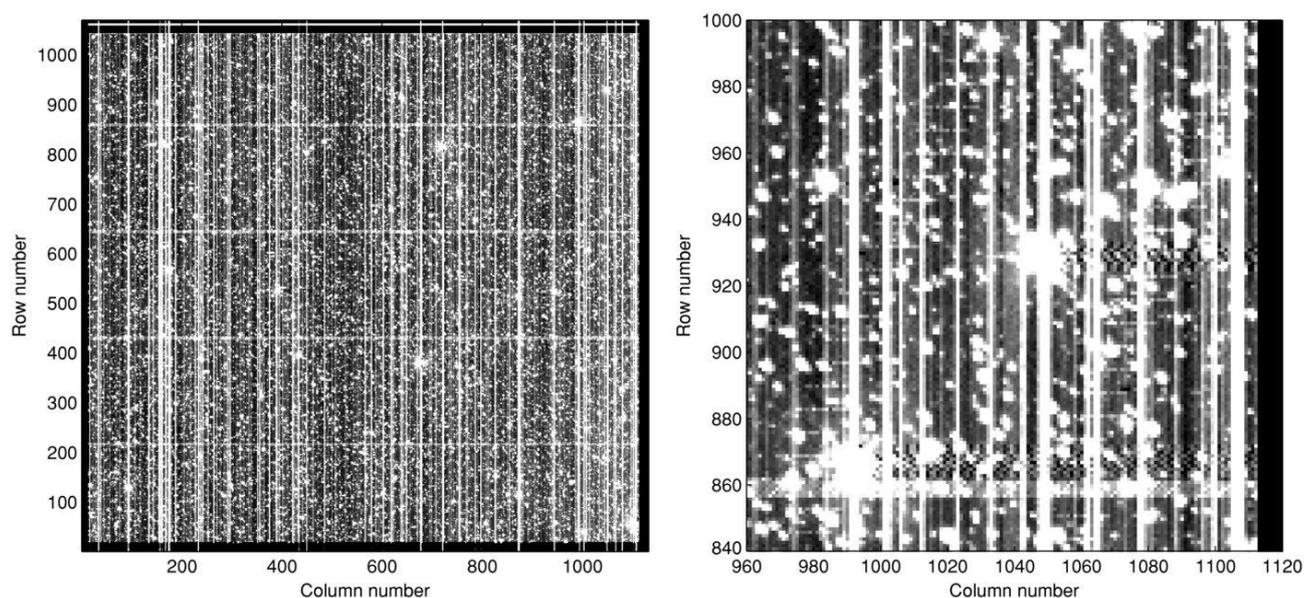


Figura 4.11: Immagine di un canale del piano focale con relativo ingrandimento nel pannello di destra. Nell'immagine sono visibili i segnali di macchia come colonne luminose e le iniezioni di carica. L'ingrandimento mostra una regione vicina a due stelle con l'evidenza del segnale di macchia (Caldwell et al. 2010).

Il segnale d'uscita del CCD deve essere compresso da $23 \text{ bits pixel}^{-1}$ a $4 - 5 \text{ bits pixel}^{-1}$ allo scopo di immagazzinare dati delle 170.000 sorgenti osservate nel lungo periodo.

Per quanto riguarda la misurazione degli errori occorre considerare che a causa del rumore di Poisson intrinseco nei dati occorre rendere il rumore effettivo

dovuto alla quantizzazione una frazione costante del rumore intrinseco per tutti i livelli del segnale. Per questo scopo occorre operare una riquantizzazione. Il valore della variazione totale dell'errore è di conseguenza la somma quadratica del rumore osservativo ed il rumore di quantizzazione ovvero:

$$\sigma_{totale}^2 = \sigma_{misurato}^2 + \Delta_Q^2/12 \quad [4.5]$$

A conclusione di questo capitolo vorrei ora porre l'attenzione su di un altro metodo di ricerca degli esopianeti, quello della velocità radiale, e descrivere brevemente le caratteristiche del sistema ottico di uno strumento operativo per questo scopo. L'esempio è relativo all'utilizzo di uno spettrografo operativo nel vicino infrarosso (nell'intervallo di banda $0.9 - 1.7 \mu\text{m}$ ad una risoluzione spettrale di $R = 50,000$) costruito e disegnato nei laboratori della Pennsylvania State University negli USA (Ramsey et al. 2008) con il quale è possibile misurare velocità radiali con $\sim 10 \text{ m s}^{-1}$ rms nel lungo periodo. Tale spettrografo, costituito da un sistema ottico tradizionale, è stato utilizzato per misurazioni relative alla Terra ma in questo contesto è comunque utile la descrizione del cammino ottico essendo questo funzionale a misure di velocità radiale. In Figura 4.12 è mostrato lo schema del sistema ottico dello spettrografo (corrispondente ad un modello Zemax).

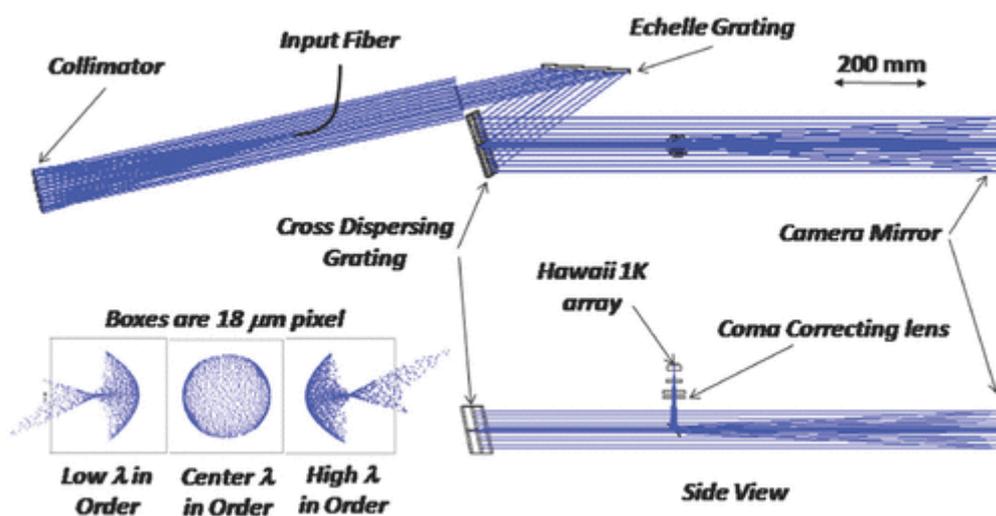


Figura 4.12: Schema del cammino ottico da un modello Zemax dello spettrografo. Nella parte superiore è visibile la dispersione del segnale mentre in quella inferiore il segnale dai filtri di dispersione giunge al piano focale (Ramsey et al. 2008).

La configurazione del sistema prevede la presenza di una grata echelle che opera ad un angolo θ di 11.66° insolitamente largo. Nello schema è altresì visibile il collimatore che è una parabola con lunghezza focale di 609 mm. Alla grata echelle arriva un segnale effettivo, dopo aver subito la collimazione, di 100 mm di altezza

e 50 mm di larghezza. Nel sistema sono evidenti anche dei filtri di dispersione (con una bassa efficienza nella banda $0.95 - 1.35 \mu\text{m}$) e la camera che è una parabola di lunghezza focale di 916 mm e 154 mm di diametro. Nello schema è inoltre visibile il rivelatore HAWAII 1 K in grado di coprire circa il 44% dell'intervallo spettrale libero a $10 \mu\text{m}$ come è possibile osservare in Figura 4.13:

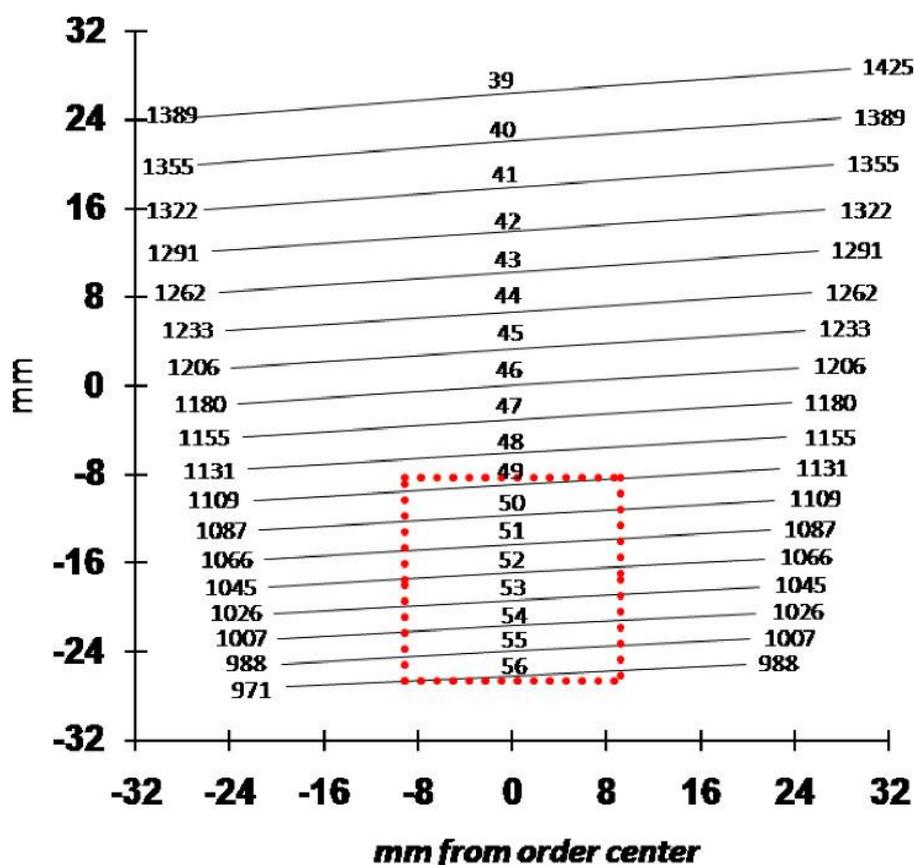


Figura 4.13: Copertura del rivelatore HAWAII 1 K nella regione $0.98 - 1.4 \mu\text{m}$. Ogni linea rappresenta l'intervallo spettrale libero mentre il quadrato rosso evidenzia la copertura dello spettrografo (Ramsey et al 2008).

4.2 Programmi in corso ed a medio termine da terra e dallo spazio

4.2.1 Il gruppo ExoPAG SAG#5

Questo è un singolo gruppo di studio nell'ambito del NASA Exoplanets Program Analysis Group (ExoPAG) creato nel Febbraio del 2011 con lo scopo di porre le basi organizzative e procedurali per le future missioni di ricerca con metodi spettroscopici di acquisizioni immagini degli esopianeti (Greene et al. 2013). Il lavoro analitico e progettuale del gruppo è ambizioso poiché è relativo a missioni che saranno operative dal 2020 epoca in cui le caratteristiche strumentali dei rivelatori dei telescopi saranno ovviamente migliorate. L'obiettivo della missione sarà quello di individuare pianeti nella fascia di abitabilità in sistemi stellari vicini. Vediamo ora più specificatamente e nel dettaglio quali sono i principali obiettivi scientifici del gruppo di studio nell'ambito dell' ExoPAG:

- Determinare alcune caratteristiche fisiche di pianeti di varia massa in sistemi stellari vicini e localizzati tra la fascia di abitabilità e la linea del ghiaccio (quali luminosità e dati relativi all'orbita planetaria) e determinarne la posizione nell'ambito della regione indicata. Studio di eventuali strutture con polvere o detriti finalizzato all'ottenimento di informazioni relative alla formazione ed evoluzione planetaria.
- Analisi della composizione atmosferica anche spettrografica evidenziando righe molecolari con lo scopo di studiare possibile presenza di vita.
- Determinare raggio e massa dei pianeti.

Ancor più dettagliatamente la missione dovrà determinare eccentricità e semiasse maggiore dei parametri orbitali ed ottenere risultati fotometrici in almeno tre larghe bande spettrali. La spettrografia risulterà fondamentale per caratterizzare le atmosfere planetarie ed altri parametri fisici e come detto stabilire eventuale potenziale presenza di vita. Per questa finalità occorrerà rivelare eventuali assorbimenti da O_2 , O_3 , H_2O , CO_2 e CH_4 e tale caratterizzazione unita all'analisi di altri parametri permetterà una classificazione tra giganti gassosi e ghiacciati e pianeti di dimensioni minori, come i nettuniani e gli stessi pianeti di massa terrestre. Infine verranno effettuate misurazioni sulla localizzazione, densità ed estensione di possibili dischi od anelli di polvere e detriti per studiare la possibile formazione di strutture protoplanetarie o la presenza di pianeti nascosti ed in formazione.

4.2.2 La missione Kepler

La missione *Kepler* è fra le più importanti missioni operative degli ultimi anni. La sua principale finalità (come già osservato nel precedente capitolo) è quella di individuare esopianeti di massa terrestre nelle zone di abitabilità dei sistemi stellari con il metodo dei transiti planetari. Il lancio del telescopio avvenne il 7 Marzo del 2009 dalla stazione di Cape Canaveral a bordo di un Delta II 7925-10L e lo strumento opera in un'orbita eliocentrica di 372.5 giorni nella quale il fotometro deve ruotare di 90° attorno al suo asse ogni 93 giorni allo scopo di puntare il radiatore del piano focale lontano dal sole. Il telescopio, di 95 cm e con 42 CCDs retroilluminati, può osservare in due intervalli di campionamento, uno lungo di 29.4 minuti con capacità osservativa simultanea fino a 170.000 sorgenti ed uno corto di 58.8 secondi con capacità fino a 512 sorgenti. Un piccolo sottoinsieme di dati estratto in ogni insieme di 48 fra questi campionamenti di lungo intervallo viene immagazzinato a cadenza giornaliera per successive riduzioni dati e per garantire un costante monitoraggio dell'efficienza del sistema. Il catalogo dei risultati osservativi della missione derivante da un programma di classificazione di stelle in base alla magnitudine, alla temperatura effettiva ed alla gravità superficiale, viene utilizzato per l'identificazione delle stelle per le quali sia più agevole operare con il metodo dei transiti. Con tale metodo verranno dunque identificati i pianeti di massa stellare posizionati nella fascia di abitabilità. Le operazioni scientifiche iniziarono il 13 Maggio 2009 ed in Figura 4.14 è raffigurato uno schema con una comparazione fra le operazioni pianificate e quelle in corso in relazione ad uno studio del 2010 (Haas et al. 2010). In tale schema è dunque possibile osservare il percorso operativo della missione *Kepler* nei primi mesi di attività (più precisamente dal giorno del lancio a tutto il 2009). Sono altresì visibili le sessioni operative entro le quali vengono classificati ed analizzati i dati osservativi:

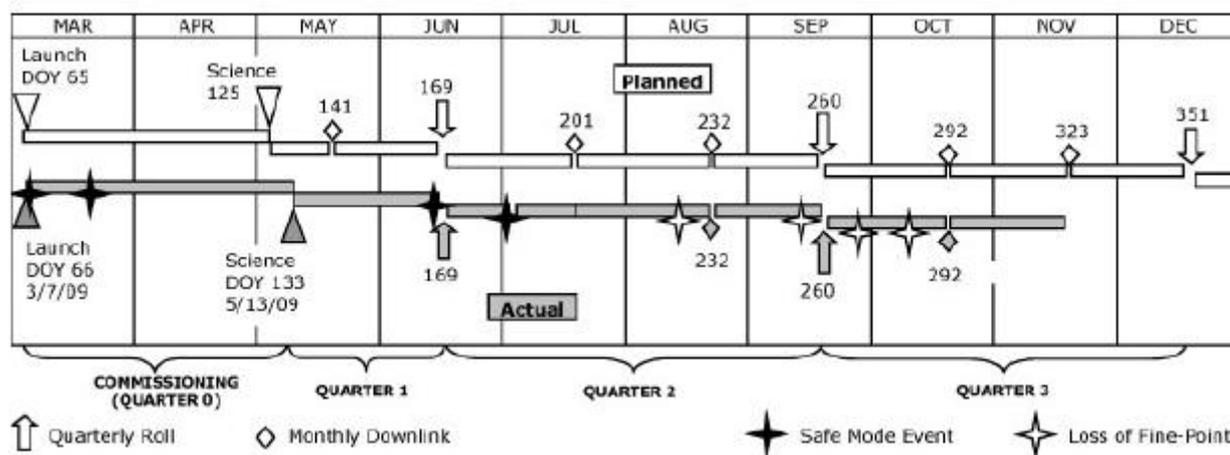


Figura 4.14: Pianificazione dell'attività della missione *Kepler* comparata con le attività in corso nel primo anno operativo della missione dal giorno del suo lancio. Lo schema è diviso in sessioni operative entro le quali vengono classificati i dati osservativi (Haas et al. 2010).

4.2.3 La missione CoRoT

La missione CoRoT è stata lanciata in epoca antecedente rispetto alla missione *Kepler* e la sua finalità è ancora l'individuazione di pianeti in sistemi stellari con il metodo dei transiti planetari. Questo ulteriore importante programma di ricerca è stato progettato dall'agenzia spaziale francese (CNES, Centre National d'Etudes Spatiales) con la collaborazione di vari centri di ricerca in Austria, Belgio, Brasile, Germania, Spagna e la stessa ESA. Il telescopio, lanciato alla fine del 2006, opera in un'orbita polare ad un'altitudine di ~ 900 km. ed osserva principalmente in due differenti direzioni ed in molti campi di vista monitorando il flusso ottico di stelle con $11 < V < 17$ nel tempo limite di ~ 150 giorni. L'attuale campo di vista dello strumento vede un solo CCD operativo ed è di 1.38 deg^2 (Bonomo et al. 2012). La sua precisione fotometrica raggiunge ~ 200 ppm di RMS contro i ~ 50 ppm raggiunti dai CCDs operativi in *Kepler* (in *Kepler* il rapporto S/N è proporzionale al quadrato del numero dei transiti e quindi la precisione fotometrica è maggiore come osservato).

In Tabella 4.1 sono comparati dati ottenuti ed attesi relativi alle due missioni *Kepler* e CoRoT in riferimento a studi del 2012 (Bonomo et al. 2012; Howard et al. 2011). Vengono confrontati la frequenza planetaria di *Kepler* $f(R,P)$, il tasso di individuazione planetaria di CoRoT $\xi_{\text{CoRoT}}(R,P)$ ed il numero di pianeti nettuniani attesi in funzione del raggio planetario e periodo orbitale $n_{\text{CoRoT}[2-4 R_{\oplus}]}$ (con R raggio e P periodo orbitale).

Raggio planetario [R_{\oplus}]	Periodo orbitale P [giorni]	$f(R,P)$ [%]	$\xi_{\text{CoRoT}}(R,P)$ [%]	$n_{\text{CoRoT}[2-4 R_{\oplus}]}$
2.0 – 2.8	1.2 – 2.0	0.037 ± 0.021	44 ± 6	0.45 ± 0.31
2.0 – 2.8	2.0 – 3.4	0.11 ± 0.04	28 ± 4	0.61 ± 0.31
2.8 – 4.0	2.0 – 3.4	0.035 ± 0.020	71 ± 3	0.49 ± 0.33
2.0 – 2.8	3.4 – 5.9	0.51 ± 0.11	19 ± 1	1.31 ± 0.50
2.8 – 4.0	3.4 – 5.9	0.18 ± 0.06	60 ± 2	1.48 ± 0.68
2.0 – 2.8	5.9 – 10.0	1.0 ± 0.2	14 ± 1	1.34 ± 0.50
2.8 – 4.0	5.9 – 10.0	0.62 ± 0.13	44 ± 2	2.62 ± 0.98
2.0 – 2.8	10.0 – 17.0	1.9 ± 0.3	7 ± 1	0.85 ± 0.30
2.8 – 4.0	10.0 – 17.0	1.1 ± 0.2	31 ± 1	2.43 ± 0.83

Tabella 4.1: Comparazione tra dati relativi a risultati ottenuti ed attesi delle missioni *Kepler* e CoRoT. Vengono confrontati i dati relativi alla frequenza planetaria di *Kepler* con il tasso di individuazione planetaria ed il numero di pianeti nettuniani attesi di CoRoT in funzione di determinati parametri fisici (raggio planetario e periodo orbitale).

4.2.4 La missione GAIA

Infine cito un'altra importante missione di questi anni, la missione Gaia. Questa missione è in realtà finalizzata alla misurazione di parametri fisici, posizioni, distanze, luminosità e dinamica di stelle ed in particolare di stelle in sistemi binari. La connessione con l'oggetto di questo lavoro è evidentemente dovuta al fatto che proprio in sistemi binari della nostra galassia si è frequentemente individuata la presenza di corpi planetari e loro processi formativi come già osservato. Inoltre la missione Gaia prevede nell'ambito del suo programma (precisamente nella fase conclusiva) la creazione di una lista di possibili esopianeti in funzione dei parametri astrofisici dei sistemi stellari osservati. La missione (dell'European Space Agency) prevede misurazioni astrometriche, fotometriche e spettroscopiche di oggetti con magnitudine maggiore di $V \sim 20$. ed è operativa dal 2013. I risultati finali sono attesi nel 2021-2022 ma dati sui sistemi binari saranno disponibili dal 2017. Dopo recenti vicissitudini tecniche, il lancio del telescopio è previsto a breve (2013) dalla Guiana Francese (Eyer et al. 2013).

Considerando la rilevanza che avrà la missione Gaia nei prossimi anni vediamo ora con maggiore dettaglio alcune caratteristiche della strumentazione del telescopio. Il piano focale del telescopio è coperto da 106 CCDs ed è composto da tre strumenti principali per la copertura delle diverse bande dello spettro: un campo astrometrico in grado di operare astrometria nella banda G (330-1050 nm), due fotometri in grado di coprire rispettivamente le bande blu e rosse (330-680 nm e 640-1050 nm) i quali possono produrre spettri a bassa risoluzione ed uno spettrometro a velocità radiale in grado di coprire un intervallo spettrale da 847 a 871 nm (per stelle con $V > 16$ mag). In Figura 4.15 sono evidenti attraverso un diagramma di Venn le aree del segnale dei sistemi binari alle quali sono sensibili le diverse strumentazioni del telescopio della missione Gaia (Eyer et al. 2013).

In recenti studi viene analizzato il potenziale osservativo della missione anche in relazione alla detezione di esopianeti (con astrometria di precisione) orbitanti attorno a stelle fredde di classe M a distanze non superiori ai 30 pc dal sole. Attraverso simulazioni numeriche è stato possibile definire quali siano alcuni dei possibili obiettivi scientifici che la missione può raggiungere in questo ambito di ricerca (Sozzetti et al. 2013) fra i quali la misurazione dei parametri orbitali e della massa di pianeti gioviani con periodi orbitali nell'intervallo $0.2 \lesssim P \lesssim 6.0$ anni. Attraverso la missione si possono dunque ottenere risultati molto significativi nella ricerca di esopianeti e nello studio dei loro parametri fisici anche in sinergia con altre missioni operative con diversi metodi di ricerca. Risultati sono altresì attesi in questo senso per l'interpretazione di parametri come le curve di fase, albedi, parametri di polarizzazione e per lo studio ulteriore delle caratteristiche chimiche e termiche delle atmosfere planetarie.

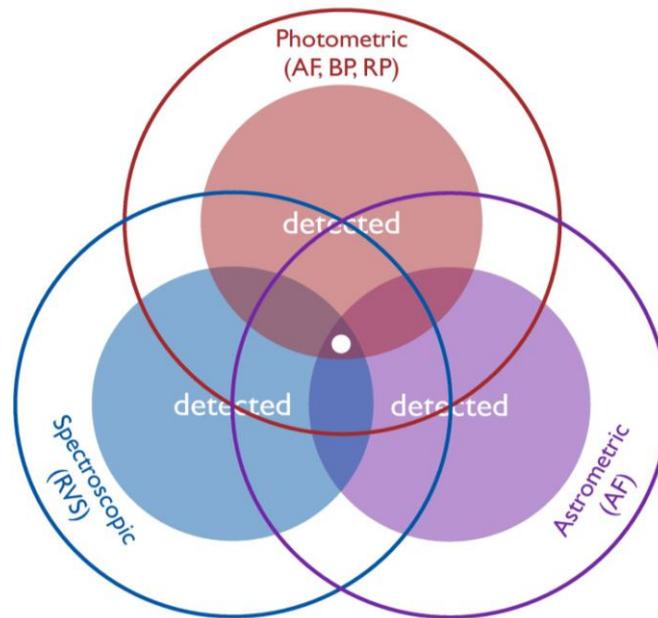


Figura 4.15: Diagramma di Venn in cui sono evidenti i segnali dei sistemi binari ai quali le tre differenti strumentazioni (astrometriche, spettroscopiche e fotometriche) del telescopio della missione Gaia risultano essere sensibili. Il cerchio bianco centrale rappresenta l'area di non detezione del segnale dei sistemi binari (Eyer et al. 2013).

4.2.5 Altri programmi e progetti di ricerca

Brevemente, riportiamo in questa sezione un sunto schematico di ulteriori programmi di ricerca e di missioni operative o progettate direttamente o indirettamente connesse con applicazioni ai pianeti extrasolari. Sono presenti in elenco anche eventuali strumentazioni operative nei principali telescopi ed eventuali archivi dei risultati osservativi (fonte: <http://exoplanet.eu>):

ALMA

Atacama large millimetre array
ESO European Southern observatory
Paranal – La silla

AAPS

Anglo-Australian Planet Search
Programma operativo sull'Anglo-Australian Telescope (AAT)
Operativo dal 1999

ASPENS

Astrometric Search for Planets Encircling Nearby Stars

Programma di ricerca ed archivio di osservazioni astrometriche

Operativo presso l'osservatorio di Cerro Tololo (CTIOPE Cerro Tololo Interamerican Observatory Parallax Investigation) e nell'ambito dello SMARTS (Small and Moderate Aperture Research Telescope System)

HARPS

High Accuracy Radial velocity Planetary Search Project

Programma di ricerca dell'osservatorio di Ginevra (Svizzera)

MOA

Microlensing Observations in Astrophysics

Progetto di ricerca giapponese in collaborazione con la Nuova Zelanda

OGLE

The Optical Gravitational Lensing Experiment

Progetto a lungo termine di ricerca dedicato allo studio fenomeni di microlente gravitazionale e quindi anche all'individuazione di esopianeti.

Operativo dal 1992 presso l'osservatorio di Las Campanas in Cile

QES

Qatar Exoplanet Survey

Recente progetto di ricerca finanziato dal Qatar ed operativo nel New Mexico (USA)

WASP

Wide Angle Search for Planets

Progetto di ricerca inglese operativo con due telescopi, uno presso l'isola di La Palma (Isole Canarie) ed uno in Sudafrica.

XO

Progetto di ricerca dedicato all'individuazione di pianeti di massa gioviana.

Il programma di ricerca è stato progettato originariamente dalla NASA ed è operativo presso l'osservatorio del monte Maui nelle isole Hawaii

Capitolo 5

NUOVE LINEE DI RICERCA SULL'INTERAZIONE DINAMICA TRA PIANETI E STELLE: VERSO UNA RIVOLUZIONE DEL PARADIGMA EVOLUTIVO STELLARE?

5.1 Stelle binarie e sistemi planetari: il quadro dinamico

Recenti ed importanti studi stanno evidenziando una possibile relazione tra i processi di formazione planetaria e la dinamica dei corpi planetari ed i processi evolutivi dell'involuppo comune dei componenti dei sistemi binari. In particolare tale influenza può essere riscontrata nell'ambito di processi di interazione dinamica e trasferimento di massa che hanno come esito evolutivo variazioni sui parametri orbitali del sistema binario. Effetti mareali e di dissipazione di energia possono essere fra le cause principali della configurazione orbitale che può essere osservata come esito evolutivo dell'involuppo del sistema. Questa configurazione, per un momento angolare fissato, presenta stati di energia minima per le orbite circolari a seguito della dissipazione mentre gli effetti mareali di circolarizzazione delle orbite permettono la determinazione della loro eccentricità. Tale eccentricità orbitale osservata nella fase seguente i processi evolutivi dell'involuppo dei sistemi binari può avere come causa anche la possibile presenza di dischi circumstellari (ovviamente per entrambe le componenti del sistema) i quali possono avere importanti effetti sulla dinamica del sistema dovuti alle interazioni mareali (Ivanova et al. 2012; Artymowicz et al. 1991). Sappiamo inoltre che i dischi circumstellari, anche in sistemi binari, sono indice della presenza di possibili strutture protoplanetarie mentre l'esistenza di pianeti gioviani entro 3 UA è dimostrata per ~ 30% dei sistemi doppi (Lineweaver & Grether 2003; Bowler et al. 2010). Vediamo dunque come l'interazione dinamica fra corpi stellari e planetari possa essere molto frequente sia per la possibile presenza di dischi protoplanetari negli stadi finali dei sistemi doppi che per la grande abbondanza di questi sistemi nella nostra galassia (più precisamente circa il 20% delle stelle di classe F e G hanno compagne entro i 10 UA).

Le stelle con massa iniziale di $1 < M_{\odot} < 8$ nella loro fase di espansione che segue le fasi evolutive della sequenza principale innescano fenomeni di interazione dinamica e trasferimento di massa con le compagne o con pianeti e dunque tali fenomeni vanno studiati in modo particolare in relazione a questi corpi stellari. Le orbite delle compagne divengono stabili rapidamente ed in una configurazione con una ridotta separazione orbitale. Con recenti simulazioni (Passy et al. 2012) è

possibile studiare l'evoluzione della separazione orbitale tra la componente primaria e le compagne in sistemi binari nella quale è evidente come per i corpi secondari di piccola massa è necessario un tempo maggiore per stabilizzare le proprie orbite (in questo modo tali corpi possono non dissipare integralmente la loro massa e dunque sopravvivere ai fenomeni di interazione in atto durante l'evoluzione dell'inviluppo comune). Altri importanti studi (De Marco et al. 2012) analizzano come le interazioni dinamiche ed i fenomeni dissipativi durante la fase evolutiva dell'inviluppo comune nei sistemi binari possano modificare sensibilmente i parametri fisici e la configurazione orbitale finale non solo delle stelle compagne ma anche di possibili pianeti presenti nel sistema. Per l'oggetto del mio lavoro tratterò ora questi specifici casi. Nella configurazione finale del sistema a seguito delle interazioni dinamiche la separazione orbitale è funzionale al rapporto tra le masse della componente primaria (M_1) e del corpo interagente (M_2):

$$q = \frac{M_2}{M_1} \quad [5.1]$$

Nel caso di compagne di grande massa l'energia orbitale da disperdere è maggiore di conseguenza ci si attende risultati in funzione della relazione indicata ed in base a principi di conservazione di energia.

E' interessante in questo senso citare un importante studio di Paczynski (1971) che per quanto ormai lontano nel tempo è ancora oggi uno studio fondamentale per l'analisi dei processi evolutivi nei sistemi binari e nel quale compare il valore del rapporto tra le masse delle componenti del sistema. Vediamo dunque brevemente come in questo lavoro viene studiata l'evoluzione del raggio e dei parametri orbitali della componente primaria e di come vengono influenzati alcuni parametri fisici del lobo di Roche nelle fasi evolutive per effetto delle interazioni con la componente secondaria (variazioni dei parametri funzionali al rapporto tra le masse delle componenti) pur sapendo che oggi abbiamo una maggiore chiarezza sul fatto che tali interazioni possono avvenire con corpi planetari presenti nel sistema. Paczynski evidenzia tre casi, A, B e C, relativi a differenti fasi evolutive della componente primaria di un sistema binario e ne definisce le variazioni dei parametri orbitali, del raggio stellare e dello stesso lobo di Roche in funzione della variazione del rapporto tra le masse delle componenti M_1/M_2 . La relazione tra il raggio medio di un lobo di Roche ed il rapporto tra le masse delle componenti è data da (Paczynski 1971):

$$\frac{r}{A} = \frac{2}{3^{4/8}} \left(\frac{M_1}{M_1 + M_2} \right)^{1/3} \quad [5.2]$$

con A separazione tra i centri di massa delle componenti e per $0 < M_1/M_2 < 0.8$. Le tre fasi evolutive in cui durante l'espansione la stella può riempire il lobo di Roche sono legate al consumo di idrogeno nel nucleo durante la sequenza principale ed alle successive rapide fasi di contrazione del nucleo dopo l'innescio dell'elio e del

carbonio. Nella prima fase, il caso A come viene definito nello studio di Paczynski, il rapporto M_1/M_2 varia rapidamente e la componente primaria (la meno massiva del sistema in questa fase) riempie il lobo di Roche bruciando idrogeno nel nucleo. In questa fase il rapporto tra le masse rimane costantemente su valori bassi. Nel caso B l'evoluzione del rapporto tra le masse e la conseguente variazione dei parametri dei lobi di Roche risulta essere più complessa e funzionale alla massa complessiva del sistema. Ma è il caso C (dunque relativo alle fasi evolutive della componente primaria dopo l'innescò del carbonio) ad essere particolarmente significativo nell'ambito del presente lavoro. All'epoca dello studio di Paczynski questa fase evolutiva all'interno dei sistemi binari risultava essere di difficile interpretazione in relazione agli effetti sui lobi di Roche causati dalla variazione del rapporto tra le masse delle componenti. Oggi sappiamo come in queste fasi avanzate dell'evoluzione stellare in sistemi binari possano essere rilevanti i fenomeni di interazione dinamica con corpi planetari i quali possono portare a modifiche della struttura della superficie equipotenziale che circonda i lobi di Roche con conseguenti fenomeni di fuoriuscita di massa dal sistema.

Tornando ai parametri orbitali nei sistemi binari sappiamo che le separazioni orbitali negli stadi finali dell'evoluzione risultano essere minori nei modelli rispetto alle osservazioni (in diverse comparazioni effettuate per diversi sistemi binari; De Marco et al. 2012; Davis et al. 2012) e questo può essere dovuto alla presenza di materiale che ha formato dei dischi circumstellari (di entrambi i componenti) durante la fase evolutiva, materiale di conseguenza non legato al sistema ma confluito nel disco (Kashi & Soker 2011). La presenza di materiale non legato alla stella che può dunque formare questi dischi permette la nascita di meccanismi che riducono la separazione orbitale del sistema binario. Nell'attività di ricerca dei recenti anni relativa allo studio delle interazioni dinamiche e di dissipazione di massa dei pianeti in orbite vicine ai componenti primari dei sistemi binari ed il fondamentale ruolo che tali fenomeni hanno sugli esiti finali delle configurazioni di questi sistemi è importante il contributo di O. De Marco del dipartimento di Fisica e Astronomia della Macquarie University di Sydney (NSW, Australia). Ho già citato suoi studi qui espongo brevemente il formalismo ed i risultati relativi ad un altro suo studio del 2012 insieme a J.C. Passy e M.M. Mac Low (Passy et al. 2012). Questi risultati sono importanti perché rappresentano un approfondimento con esempi di corpi planetari specifici (oggetti di massa gioviana e terrestre) delle problematiche esposte in questo capitolo.

Lo studio in oggetto è relativo alla recente scoperta di due corpi planetari di massa terrestre in orbite vicine ad una stella evoluta (nelle fasi successive alla sequenza principale). Questa scoperta rende necessaria l'analisi dei fenomeni di interazione fra la stella primaria e i corpi compagni che possono portare a perdite di grandi quantitativi della loro massa durante la fase in cui questi corpi orbitano nel denso involucro interno della stella. E' necessario dunque considerare se tali fenomeni possono avere avuto atto ed a quali esiti nella configurazione finale del

sistema hanno portato (in particolare occorre considerare se i pianeti sono in grado di sopravvivere ai fenomeni evolutivi dell'inviluppo comune). I due pianeti scoperti in orbita vicina ad una stella evoluta (KIC 05807616, una nana di classe B) con periodi orbitali di 5.8 e 8.2 ore (Charpinet et al. 2011) hanno un valore attuale della separazione orbitale maggiore del raggio che la componente primaria aveva nella fase iniziale del processo evolutivo dell'inviluppo comune del sistema. Questo significa che i pianeti possono aver subito fenomeni di interazione dinamica e di perdita di massa durante il processo evolutivo dell'inviluppo. Nel processo possono avere luogo fenomeni in cui il pianeta viene assorbito nell'inviluppo della stella che era una gigante (Paczynski 1976). In Tabella 5.1 sono elencati i parametri orbitali di questi due pianeti di massa terrestre e di un altro pianeta gioviano scoperto attorno ad una stella del ramo orizzontale (HIP 13044) con periodo orbitale di 16.2 giorni (Setiawan et al. 2010).

<i>Stella</i>	$M_c(M_\odot)$	M_2	P	$a(R_\odot)$
HIP 13044	0.8	$\geq 1.25 M_J$	16.2 giorni	24.95
KIC 05807616	0.496	$0.440 M_\oplus$	5.7625 ore	1.290
KIC 05807616	0.496	$0.665 M_\oplus$	8.2293 ore	1.636

Tabella 5.1: Parametri orbitali dei pianeti attorno alle stelle HIP 13044 e KIC 05807616 e masse dei componenti del sistema.

con M_c massa della stella, M_2 massa del pianeta, P periodo orbitale ed a separazione orbitale.

Vediamo ora il formalismo applicabile a questi fenomeni di interazione e perdita di massa dei corpi anche planetari durante le fasi evolutive dell'inviluppo comune. In questo caso è possibile utilizzare risultati teorici relativi a studi sui fenomeni di interazione per effetto della pressione tra oggetti legati gravitazionalmente nell'ambito dei processi di formazione stellare ed evoluzione delle galassie (Murray et al. 1993). Questi risultati ed il formalismo che ne sta alla base sono applicabili nei casi in cui oggetti in equilibrio idrostatico perdono il loro stesso equilibrio e vengono coinvolti in caotici fenomeni di perdita di massa poiché assorbiti nei processi evolutivi dell'inviluppo di una stella gigante. Tali oggetti possono dunque essere pianeti in sistemi binari in evoluzione.

L'instabilità dovuta alla pressione in una sfera isoterma autogravitante in equilibrio idrostatico è stata studiata da Murray et al. (1993) e con modelli più semplici da Zahnle (1992) e da Klein et al. (1994). Questi modelli più semplici confermano che le instabilità (nei tempi scala di Kelvin-Helmholtz e di Rayleigh-Taylor) possono essere causate da moti trasversali originati dall'incremento della pressione agente sulle superfici degli oggetti durante i processi di interazione.

Venendo alla sfera autogravitante Murray confermò numericamente che questa mantiene il suo equilibrio idrostatico finché la sua forza autogravitazionale è sufficiente a contrastare le forze che generano l'instabilità di Kelvin-Helmholtz. Il collasso verso lo stato di instabilità avviene quando l'accelerazione gravitazionale raggiunge o supera un valore critico, ovvero:

$$g \gtrsim g_{crit} \equiv \frac{2\pi\rho_2\rho_1 U^2}{R_2(\rho_2^2 - \rho_1^2)} \quad [5.3]$$

con ρ_1 , ρ_2 , R_2 ed U densità del fondo, densità, raggio e velocità relativa del corpo interagente rispettivamente (avendo applicato i risultati teorici relativi alla sfera autogravitante in un contesto di interazione tra la stella gigante ed i corpi assorbiti nel suo involucro nel quale occorre assumere che le forze mareali che agiscono sui corpi minori non siano in grado di contrastare le loro forze autogravitanti). Il valore della massa critica oltre il quale si ha il collasso verso lo stato di instabilità è:

$$M_{crit} \sim 9.4 \left(\frac{50}{D}\right)^2 \left(\frac{U}{100 \text{ km s}^{-1}}\right)^3 \times \left(\frac{10^{-4} \text{ g cm}^{-3}}{\rho_1}\right)^{1/2} M_J \quad [5.4]$$

avendo assunto $D \equiv \rho_2/\rho_1 \gg 1$ e con $g \approx GM_2/R_2^2$.

La velocità orbitale finale del corpo interagente che può corrispondere al valore massimo della velocità orbitale raggiunto durante la fase evolutiva dell'involucro può essere approssimata alla velocità relativa U :

$$U \sim \sqrt{\frac{GM_C}{a}} \quad [5.5]$$

con M_C massa del nucleo della componente primaria del sistema (dove $M_C \gg M_2$) ed a è la separazione orbitale dopo la fase evolutiva dell'involucro.

La densità critica del fondo è di conseguenza:

$$\rho_{1,crit} \sim 1.4 \cdot 10^{-3} \left(\frac{a}{R_\odot}\right) \left(\frac{M_\odot}{M_C}\right) \left(\frac{M_2}{M_J}\right)^{2/3} \times \left(\frac{\rho_2}{1 \text{ g cm}^{-3}}\right)^{4/3} \text{ g cm}^{-3} \quad [5.6]$$

avendo sostituito il valore approssimato della velocità radiale nell'equazione della massa critica. Questo valore della densità del fondo rappresenta dunque il valore limite oltre il quale il corpo interagente collassa verso lo stato di instabilità. Tale stato è raggiunto con eventi catastrofici globali poiché il fronte d'onda è comparabile al raggio della sfera (e dunque al raggio della componente primaria, la stella gigante) con la conseguenza che la stabilità del corpo non può più essere raggiunta dopo tali eventi.

Avendo esposto il formalismo che permette di determinare sia la massa che la densità critica per l'instabilità del corpo interagente vediamo nei casi relativi alle stelle HIP 13044 e KIC 05807616 se questi fenomeni hanno avuto luogo durante la fase evolutiva dell'involuppo comune. Nel caso della stella HIP 13044 il pianeta orbitante potrebbe avere subito fenomeni di perdita di massa durante fasi di espansione stellare avvenute nel suo percorso evolutivo. Ad esempio dopo l'innesco della fusione dell'elio la stella potrebbe avere avuto in poco tempo una forte espansione (fino ad un raggio di $700 R_{\odot}$) nella quale il sistema potrebbe aver perso $0.1 M_{\odot}$ ed il pianeta potrebbe aver raggiunto una separazione orbitale di $25 R_{\odot}$, valore maggiore di quello risultante dalle simulazioni numeriche o da osservazioni del sistema dopo la fase evolutiva dell'involuppo comune (De Marco et al. 2011; Passy et al. 2012). Questa differenza del valore della separazione orbitale potrebbe dipendere dal fatto che la stella in una fase evolutiva dopo l'innesco dell'elio potrebbe aver subito una contrazione entro il lobo di Roche in un tempo scala breve con la conseguenza di una perdita dell'intero involuppo. Tale fenomeno potrebbe aver influenzato la dinamica del pianeta, e quindi anche la sua separazione orbitale. Nello studio in esame viene considerato un modello di $1 M_J$ con un raggio $R_2 = 0.101 R_{\odot}$ ed una densità media $\rho_2 = 1.31 \text{ g cm}^{-3}$ che risulta essere stabile con una densità critica di $\rho_{1,\text{crit}} \sim 6.2 \times 10^{-2} \text{ g cm}^{-3}$ e con un valore del tasso di perdita di massa viscosa di $\dot{M}_v \sim 1.4 \times 10^{-4} M_J \text{ yr}^{-1}$ che è insufficiente per poter ipotizzare la possibile presenza di processi di trasferimento di massa dal corpo interagente durante la fase evolutiva (in Figura 5.1 profili di densità in funzione del raggio relativi a modelli planetari con diverse masse).

Il metodo per la determinazione della massa dei corpi planetari compagni precedente ai fenomeni di interazione durante le fasi evolutive dell'involuppo comune viene applicato anche ai due pianeti di massa terrestre orbitanti attorno alla stella di classe B del citato sistema KIC 05807616 (con separazione orbitale di $1.5 R_{\odot}$) attraverso una modellizzazione su di un intervallo di massa che va da $10 M_J$ ad $1 M$ terrestre. Dai risultati si osserva che la densità critica relativa al modello di massa terrestre non è sufficiente a causarne il collasso durante i fenomeni di interazione all'interno del sistema e quindi tali corpi risulterebbero stabili. Anche per corpi di massa gioviana la modellizzazione porta a configurazioni di stabilità dei pianeti del sistema ma anche con consistenti perdite di massa dalla loro superficie. Dai modelli risulterebbe invece instabile la configurazione di pianeti di $0.1 M_J$ a causa del valore della loro densità critica che sarebbe inferiore al valore $\rho_{1,\text{max}}$. Dai dati risultanti dai modelli si ottiene una possibile valutazione della massa dei corpi dai quali i pianeti dovrebbero aver avuto origine che è di poche masse gioviane.

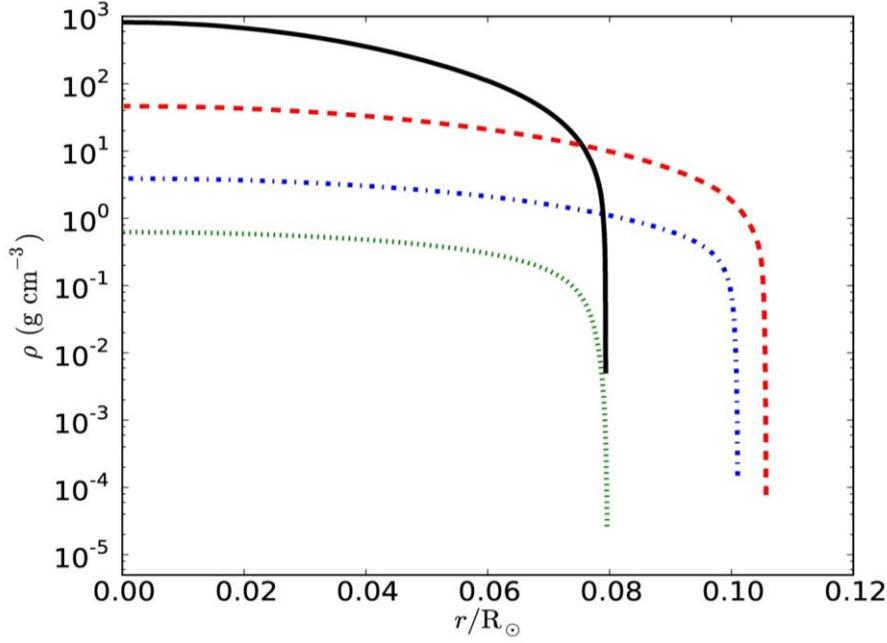


Figura 5.1: Profili di densità in funzione del raggio relativi a modelli planetari con $0.053 M_{\odot}$ (linea solida), $10 M_J$ (linea tratteggiata rossa), $1 M_J$ (linea puntata e tratteggiata blu) e $0.1 M_J$ (linea tratteggiata verde) (Passy et al. 2012).

Per quanto riguarda la valutazione della massa del corpo interagente dopo i processi evolutivi dell'involuppo comune ulteriori studi (Ricker & Taam 2008) arrivano a considerare che l'accrescimento di massa del corpo, nel nostro caso dei corpi planetari, sia minimo ed influente durante i fenomeni di interazione all'interno del sistema. Ne segue che tale valore dovrebbe risultare invariato dopo tali processi evolutivi. Questa considerazione deriva dal valore del tasso di accrescimento di un oggetto di $1 M_J$ derivante da un'analisi di Bondi-Hoyle, valore molto basso e dunque non in grado di portare a fenomeni significativi di accrescimento:

$$\dot{M}_{\text{acc}} \sim \frac{\pi G^2 M_2^2 \rho_{1,\text{max}}}{\sqrt{2} U^3} = 3.7 \times 10^{-2} M_J/\text{yr} \quad [5.7]$$

In relazione al sistema KIC 05807616 esistono diversi scenari che portano a considerare i due pianeti orbitanti come il risultato di processi dissipativi di massa durante le fasi evolutive dell'involuppo che avrebbe subito il nucleo metallico di un corpo di dimensioni maggiori e molto massivo e considerano anche come possano essere presenti fenomeni di evaporazione del corpo interagente a causa del riscaldamento causato dall'involuppo (Bear & Stoker 2012).

Gli studi relativi ai due sistemi qui esaminati (Passy et al 2012) arrivano dunque alla conclusione che le masse dei corpi planetari non abbiano subito significativi fenomeni dissipativi durante le fasi evolutive dell'involuppo comune del sistema nel caso del sistema HIP 13044 mentre è particolarmente interessante il caso

esaminato dei due pianeti del sistema KIC 05807616. Gli esiti evolutivi dei processi portano a valori molto bassi delle masse di questi due pianeti i quali però sono stati comunque in grado di interagire con la primaria condizionandone la struttura dell'involuppo anche dopo le fasi di evoluzione comune del sistema. Questo aspetto non è di facile interpretazione ed offre lo spunto a diversi percorsi di ricerca che porterebbero a risultati significativi potenzialmente anche nell'ambito delle teorie di evoluzione stellare e cosmologiche.

5.2 Interazione pianeta-stella in fasi di Post-Sequenza Principale: l'impatto sull'evoluzione planetaria

Vediamo ora in base a studi degli ultimi anni come viene affrontato ed analizzato il problema dell'interazione dinamica e dissipativa tra pianeti e stelle nelle varie fasi in cui questa interazione può avere luogo. Non solo dunque durante le fasi evolutive dell'involuppo comune in sistemi binari ma anche durante le fasi standard di evoluzione stellare successive alla sequenza principale. Analizzerò alcuni aspetti teorici e dei parametri fisici sia delle stelle che dei pianeti e vedremo a quali esiti possono portare questi fenomeni e meccanismi di interazione. Come nel caso dello studio di J.C.Passy e di O. De Marco vedremo se possono esserci significative implicazioni nell'ambito di nuovi percorsi di ricerca che potrebbero addirittura porre interrogativi sulla validità delle teorie di evoluzione stellare e cosmologiche già acquisite e confermate dai dati osservativi.

Uno studio di Villaver e Livio (2007) analizza questi fenomeni di interazione durante le fasi di evoluzione stellare oltre la sequenza principale. In particolare vengono studiate queste fasi in relazione alla presenza di pianeti gassosi nei sistemi stellari con stelle di $1 < M_{\odot} < 5$. La fase dell'evoluzione stellare in cui la stella raggiunge il massimo valore del raggio ed in cui perde la maggior parte della sua massa iniziale, ovvero la fase dei puls termici dell'AGB, condiziona in modo significativo alcune caratteristiche fisiche degli eventuali pianeti presenti nel sistema ed in particolar modo ne condiziona i parametri orbitali. Si può altresì sostenere che non si verificano fenomeni di dissipazione di massa o catastrofici relativi agli eventuali pianeti durante le fasi di evoluzione stellare successive alla sequenza principale poiché in queste fasi le stelle, se di massa iniziale medio bassa, hanno temperature inferiori. Fenomeni catastrofici e di totale evaporazione possono invece manifestarsi come detto nella fase dell'AGB quando i parametri orbitali possono dunque cambiare drasticamente a causa dei puls termici che possono causare l'assorbimento del pianeta nell'orbita stellare (Livio & Soker 1984). E' possibile stimare la quantità di massa dissipata dal pianeta durante la fase dei puls termici per quanto tale stima risulti essere difficile e complessa. Occorrerebbe avere una migliore conoscenza degli effetti e dei meccanismi di espansione dell'involuppo della stella durante questa fase per arrivare ad ottenere una stima più precisa della massa dissipata dal pianeta. In ogni caso risulta

possibile avere una stima del limite di massa del pianeta al di sotto del quale il corpo assorbito dall'orbita stellare subisce fenomeni catastrofici distruttivi. Tale valore limite della massa è stimabile in $\sim 15 M_J$.

Vediamo ora alcune espressioni dei parametri fisici relativi ai meccanismi di interazione tra stelle e pianeti durante la fase evolutiva dell'AGB (Villaver e Livio 2007). Nel caso dunque che il pianeta sia sufficientemente massivo da evitare l'evaporazione e se la sua distanza orbitale è maggiore del raggio stellare raggiunto durante le fasi espansive dell'AGB si ha per la variazione dell'orbita la seguente espressione:

$$\frac{1}{r} \frac{dr}{dt} = -\frac{1}{M_*} \frac{dM_*}{dt} + \left(\frac{1}{r} \frac{dr}{dt} \right)_{\text{mareale}} \quad [5.8]$$

con r distanza orbitale del pianeta e M_* massa stellare nella MS. Il termine additivo legato alle forze mareali determina la decrescita del momento angolare del pianeta (Zahn 1977). Questo termine è ininfluenza nei confronti del parametro orbitale se il pianeta orbita ad una distanza superiore al massimo valore raggiunto dall'orbita stellare R_*^{max} , valore raggiunto nelle fasi evolutive finali dell'AGB. In Tabella 5.2 sono elencati i valori del massimo raggio orbitale della stella raggiunto nelle fasi evolutive finali dell'AGB e del fattore di espansione orbitale $r(t)/r_0$ in relazione a diverse masse stellari della MS.

Il raggio orbitale è:

$$r(t) = r_0 \frac{M_*}{M_*(t)} \quad [5.9]$$

con r_0 raggio orbitale iniziale del pianeta e $M_*(t)$ massa stellare in funzione del tasso di perdita di massa nel tempo. Questa relazione è applicabile nel caso in cui le forze mareali sono ininfluenti ovvero per $r > R_*^{max}$ come sopra osservato. In Figura 5.2 si osserva l'evoluzione della distanza orbitale del pianeta durante le fasi evolutive dell'AGB, evoluzione condizionata dal tasso di perdita di massa della stella, in relazioni a diverse masse stellari iniziali.

$M_{MS} (M_{\odot})$	$R_*^{max} \text{ (UA)}$	$r(t)/r_0$
1.0....	1.59	1.8
1.5....	2.43	2.5
2.0....	3.02	3.2
2.5....	3.33	3.8
3.5....	4.18	4.9
5.0....	5.25	5.5

Tabella 5.2: Valori del massimo raggio orbitale della stella raggiunto nelle fasi finali dell'AGB e del fattore di espansione orbitale in relazione a diverse masse stellari della sequenza principale.

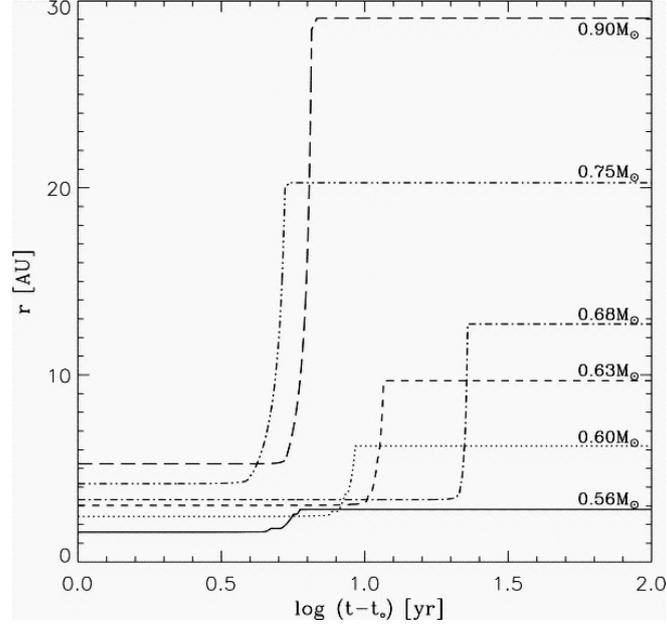


Figura 5.2: Evoluzione temporale della distanza orbitale del pianeta condizionata dal tasso di perdita di massa stellare durante le fasi dell'AGB ed in relazione a diverse masse iniziali della stella. Il tempo è in scala logaritmica con t_0 tempo iniziale della fase evolutiva dell'AGB (Villaver & Livio 2007).

Un altro importante parametro da considerare durante le fasi evolutive dell'AGB è il tempo scala del tasso di perdita di massa stellare:

$$\tau_{perdita\ massa} \sim \frac{M_*}{\dot{M}_*} \quad [5.10]$$

con \dot{M}_* tasso di perdita di massa stellare. Se $\tau_{perdita\ massa} < \tau_{din}$ il pianeta non viene assorbito dall'orbita stellare durante le fasi evolutive dell'AGB. Il valore di τ_{din} , valore che rappresenta il tempo scala dinamico, è dato da:

$$\tau_{din} \sim \left[\frac{r^3}{G(M_* + M_p)} \right]^{1/2} \quad [5.11]$$

dove M_p è la massa del pianeta e G è la costante gravitazionale.

Il pianeta molto probabilmente subisce fenomeni catastrofici (distruzione dell'intero corpo) nelle fasi dell'AGB entro l'involuppo stellare se $M_p < 15 M_J$ con $r_0 < R_*^{max}$.

Vediamo ora come possono variare i parametri fisici dei pianeti nei sistemi stellari durante la fase evolutiva delle Nebulose planetarie (Villaver & Livio 2007). In questa fase non sono attese significative variazioni dei parametri orbitali ma indubbiamente i tipici processi che caratterizzano la fase della NP possono condizionare pesantemente la struttura del pianeta e la sua stabilità. La stabilità del pianeta, parametro influenzato dunque dai venti delle NP, è funzionale alla

sua temperatura superficiale. Questo valore a sua volta condiziona il tasso di evaporazione. Equiparando la radiazione da corpo nero irradiata dal pianeta con il flusso stellare si ottiene la temperatura di equilibrio radiativo ovvero:

$$\sigma T_p^4 = \frac{L_*}{16\pi r^2} (1 - A) \quad [5.12]$$

con σ costante di Steffan-Boltzmann, T_p temperatura di equilibrio del pianeta, r raggio orbitale, L_* luminosità stellare ed A albedo di Bond. E' interessante notare come il valore della temperatura di equilibrio del pianeta nella fase della Nebulosa planetaria sia di molto superiore al valore atteso per pianeti giganti ed isolati sempre in questa fase evolutiva come si osserva in studi sui pianeti orbitanti le NP (Burrows et al. 2001; Hubbard et al. 2002) che è nell'intervallo tra 100 e 400 K per corpi di età compresa tra 0.1 e 10 Gyr. In Figura 5.3 si osserva l'andamento della temperatura di equilibrio del pianeta in funzione della distanza orbitale, valore che va considerato nei casi con $r \leq 20$ UA per stelle di $0.56 M_\odot$ e con $r \leq 50$ UA per stelle di $0.9 M_\odot$ (masse di inizio fase della NP).

La temperatura superficiale del pianeta, altro valore fondamentale ai fini della determinazione dei parametri fisici che caratterizzano i processi di interazione, non è condizionata da fenomeni convettivi ma solo dai fenomeni radiativi e conduttivi poiché questi sono i termini effettivi dell'equazione dell'energia applicabile durante la fase della NP (e la temperatura dell'atmosfera planetaria dipende da questi termini). L'assenza dei fenomeni convettivi che dovrebbero caratterizzare l'atmosfera planetaria riduce la densità superficiale e la temperatura è di conseguenza funzionale ai processi radiativi quali l'assorbimento da radiazioni X ed UV (Bauer & Lammer 2004). Si ottiene così per l'equazione dell'energia del pianeta la seguente espressione:

$$\nabla \cdot (K \nabla T - q_{XUV}) = 0 \quad [5.13]$$

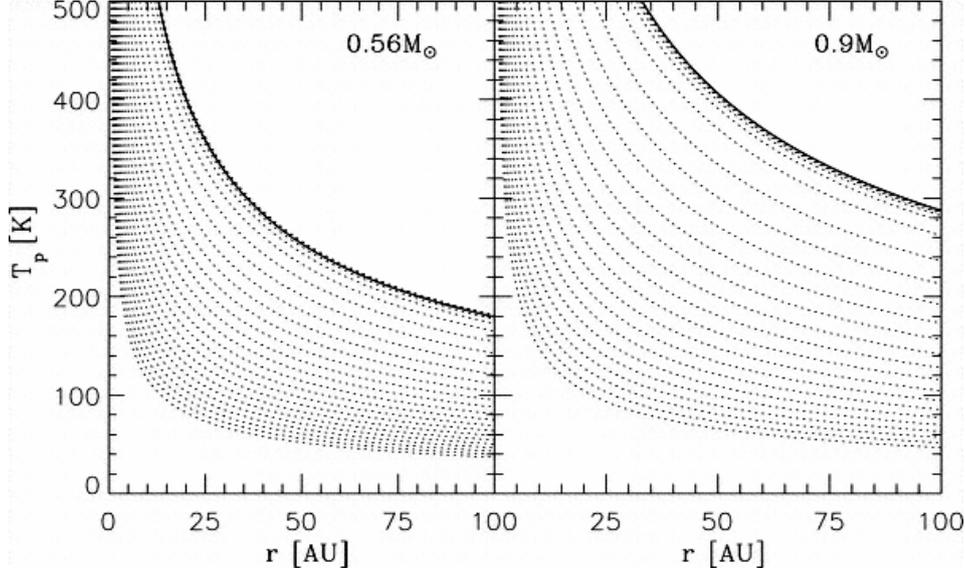


Figura 5.3: Andamento della temperatura di equilibrio del pianeta in funzione della distanza orbitale in UA in due casi con masse stellari di inizio fase della Nebulosa planetarie di $0.56 M_{\odot}$ e $0.9 M_{\odot}$. Le linee seguono l'evoluzione temporale delle stelle sempre dall'inizio della fase delle Nebulose planetarie (Villaver & Livio 2007).

dove q_{XUV} è il flusso radiativo X ed UV effettivo, T è la temperatura e K è la conduttività termica. Integrando questa equazione si ottiene la temperatura superficiale (atmosferica) del pianeta:

$$T_{sup}^{S+1} - T_b^{S+1} \simeq \frac{\alpha k_B \sigma_c \epsilon I_{\infty}}{K_0 m_H g \sigma_a} T_{sup} \quad [5.14]$$

con S indice che dipende dalla conduttività termica, T_b temperatura alla base dell'atmosfera planetaria, α fattore funzionale alla rotazione del pianeta, k_B costante di Boltzmann, σ_c sezione di attraversamento collisionale del gas, K_0 fattore di conduttività termica, m_H massa dell'atomo di idrogeno e g accelerazione di gravità. In Figura 4 si osserva l'andamento del valore della T_{sup} raggiunta da un pianeta di massa gioviana in funzione del flusso radiativo X ed UV di una stella di $0.56 M_{\odot}$ rispetto alla distanza orbitale.

In Figura 5.4 ove è evidenziato l'andamento della temperatura superficiale del pianeta in funzione della distanza orbitale è introdotto il parametro di fuga E_c , parametro che rappresenta il limite oltre il quale l'atmosfera planetaria può subire fenomeni di dissoluzione ed evaporazione e che è funzionale alla gravità superficiale. Già Jeans nel 1925 aveva ottenuto l'espressione del limite inferiore del tasso di fuga per evaporazione termica del gas da un'atmosfera planetaria (oltre questo valore hanno luogo i fenomeni di evaporazione):

$$\Phi_J = \frac{v_0}{2\sqrt{\pi}} n_c (1 + E) e^{-E} \quad [5.15]$$

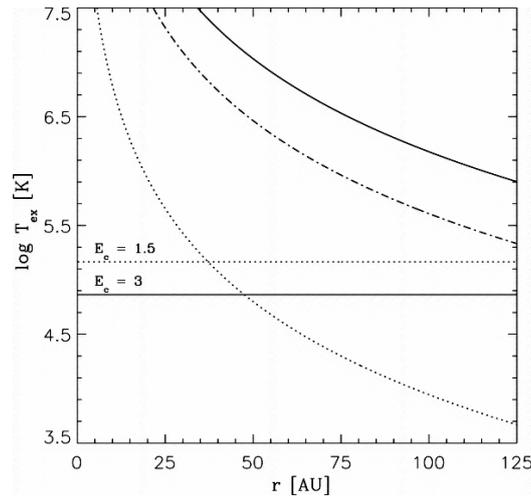


Figura 5.4: Andamento del valore della temperatura superficiale (in scala logaritmica) raggiunta da un pianeta di massa gioviana funzionale al valore del flusso radiativo X ed UV di una stella di $0.56 M_{\odot}$ rispetto alla distanza orbitale in UA. Le tre differenti curve sono riferite a diversi valori di intensità radiativa X ed UV relativi a diversi stadi evolutivi della stella. Le linee orizzontali sono riferite al parametro di fuga E_c che descrive le condizioni dell'atmosfera planetaria. Nel caso in cui si ha $E_c < 3$ l'atmosfera planetaria potrebbe dissolversi (Villaver & Livio 2007).

con v_0 velocità di fuga delle particelle, n_c densità dei costituenti attivi nei processi di evaporazione ad un dato livello critico ed E parametro di fuga. Questo limite è valido per $E \geq 20 - 30$ ovvero in configurazioni di stabilità atmosferica (quando la struttura statica del pianeta non è perturbata) con conseguente riduzione del valore del tasso di fuga (o di evaporazione).

Se $E < 20$ la struttura atmosferica si modifica in configurazioni instabili. Nel nostro caso (Figura 5.4) è $E_c \approx 1.5 - 3$ e per $E \leq E_c$ si hanno le configurazioni di instabilità che portano ai fenomeni di evaporazione dell'atmosfera. Si è osservato inoltre che il parametro di fuga dipende dalla gravità superficiale del pianeta e quindi anche dalla sua massa (maggiore è la massa planetaria e minori sono le possibilità di non superare il valore di E_c). In Figura 5.5 è mostrata la regione della distanza orbitale (area grigia a 125 UA) dove l'atmosfera planetaria raggiunge le condizioni di evaporazione in funzione della massa del pianeta ed in relazione a due diverse masse stellari di inizio fase della Nebulosa planetaria.

Diversi studi hanno approfondito la conoscenza dei meccanismi che determinano il tasso di perdita di massa delle atmosfere planetarie a causa degli effetti idrodinamici (legati ai fenomeni di evaporazione) senza peraltro giungere ad univoci risultati data anche la complessità del problema (Tian et al 2005; Lammer et al. 2003; Baraffe et al. 2004; Jaritz et al. 2005; Lecavelier des Etanges et al. 2004). Sempre in Villaver & Livio tale valore è calcolato dall'espressione del flusso particellare uscente dai corpi planetari e stellari presente in un lavoro di Parker (1963):

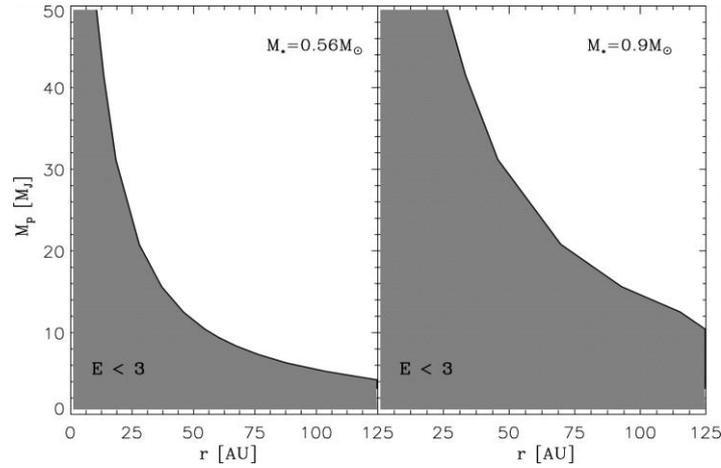


Figura 5.5: Regioni della distanza orbitale (area grigia a 125 UA) dove l’atmosfera planetaria raggiunge le condizioni di evaporazione (per $E < 3$) in funzione della massa del pianeta ed in relazione a due diverse masse stellari di inizio fase della Nebulosa planetaria (Villaver & Livio 2007).

$$\Phi_H \simeq \frac{\epsilon L_{XUV} R_1^2 R_p}{4r^2 G M_p m_H} \quad [5.16]$$

Con R_1 raggio del pianeta ove la maggior parte delle radiazioni X ed UV vengono assorbite, r distanza orbitale, R_p ed M_p raggio e massa del pianeta e L_{XUV} frazione della luminosità stellare. In Figura 5.6 sostituendo il valore $\xi = 3$, dato $\xi = R_1/R_p$, nell’espressione del flusso particellare si ha l’andamento del tasso di perdita di massa per un pianeta di $1 M_J$ di un sistema con temperatura stellare di 36,000 K riferito a stelle con diverse masse (nella fase della Nebulosa planetaria) ed in funzione della distanza orbitale.

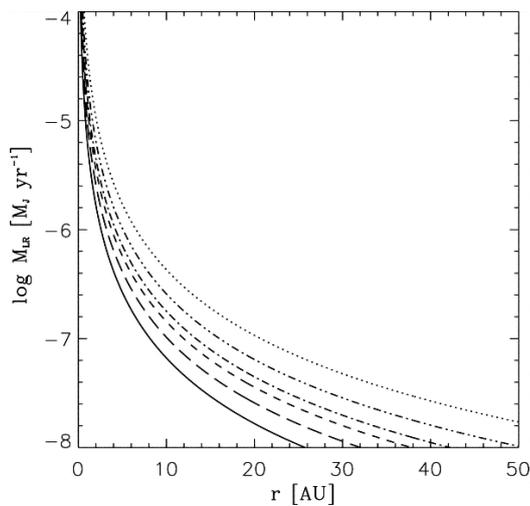


Figura 5.6: Andamento del tasso di perdita di massa per un pianeta di $1 M_J$ e per una temperatura stellare di 36,000 K riferito a stelle nella fase della NP con diverse masse ed in funzione della distanza orbitale in UA. La curva con la linea solida è riferita ad un campo radiativo di una stella con valore minimo della massa del nucleo entrata da 30.000 anni nella fase evolutiva della NP (Villaver & Livio 2007).

In Figura 5.6 è evidente come il tasso di perdita di massa del pianeta vari in funzione dell’evoluzione stellare e ciò è dovuto al fatto che la stella non mantiene costante la sua luminosità nella fase della NP. In Figura 5.7 l’andamento del

tasso di perdita di massa di un pianeta di $1 M_J$ orbitante attorno ad una stella di $0.56 M_\odot$ nella fase evolutiva della NP è riferito a due distinte distanze orbitali (ed ancora con il parametro $\xi = 3$).

Nella determinazione del valore del tasso di perdita di massa e dunque nel definire i fenomeni idrodinamici dovuti all'evaporazione dell'atmosfera planetaria occorre comunque considerare altri parametri quali il tempo scala del riscaldamento termico del pianeta:

$$\tau_{\text{ter}} = \frac{GM_p \Delta M}{2RL_*} \quad [5.17]$$

dove ΔM è la massa del pianeta che subisce i fenomeni di riscaldamento termico e L_* è la luminosità stellare che arriva alla superficie planetaria. Si ottiene $\tau_{\text{ter}} \approx 10^6 \text{ yr}$ per un pianeta di massa gioviana (per una stella di $0.56 M_\odot$) e comparando tale valore con il temposcala di perdita di massa:

$$\tau \dot{M} = \frac{M_p}{\dot{M}_p} \quad [5.18]$$

si ottiene $\tau \dot{M} \approx 10^5 \text{ yr}$ sempre per un pianeta di massa gioviana (e per una stella di $0.56 M_\odot$) ed avendo assunto $\dot{M}_p = \Phi_H$.

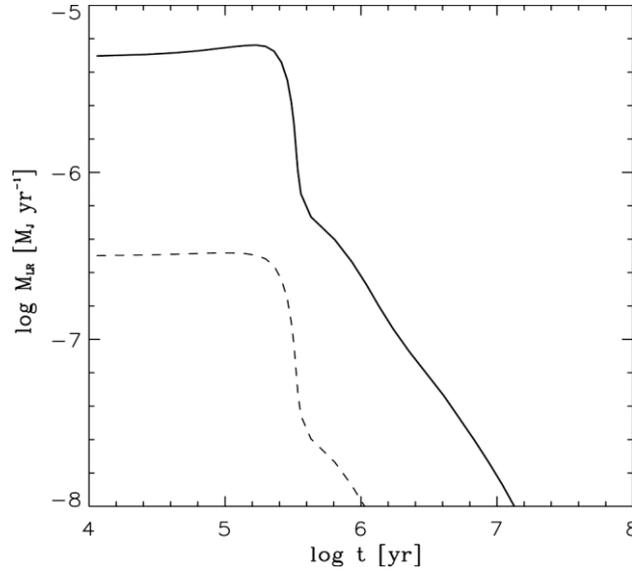


Figura 5.7: Evoluzione del tasso di evaporazione di massa di un pianeta di $1 M_J$ orbitante attorno ad una stella di $1 M_\odot$ riferita a due distanze orbitali: linea solida a 1.5 UA, linea tratteggiata a 5 UA (Villaver & Livio 2007).

Si ha dunque $\tau \dot{M} \leq \tau_{\text{ter}}$ per piccole distanze orbitali con la conseguenza che il pianeta perde massa più velocemente del tempo necessario per riottenere un nuovo equilibrio termico e vede aumentare il proprio raggio durante i fenomeni di interazione con la stella nella fase della Nebulosa planetaria.

Vediamo ora le caratteristiche di un altro parametro fondamentale anche per poterlo comparare con quanto esposto in relazione alle interazioni dinamiche e dissipative tra pianeti e sistemi binari in evoluzione, ovvero la capacità che ha il pianeta di resistere ai fenomeni distruttivi causati dai venti delle Nebulose planetarie (fra gli effetti dei venti stellari nei confronti della struttura planetaria vanno considerati, oltre a quelli già esposti, anche la fotoionizzazione, la foto dissociazione e lo stripping da pressione, e.g. Soker 1999, Chu et al. 2001a,b, Villaver et al. 2003, Guerrero et al. 2002,2005). Questo parametro può essere valutato considerando l'evoluzione del flusso stellare secondo diversi valori di ξ . Si ottiene così il tasso di evaporazione dell'atmosfera planetaria in funzione dei diversi esiti evolutivi della stella ed integrando i risultati ottenuti si arriva a determinare se la struttura planetaria è sopravvissuta alle fasi evolutive della NP. In Tabella 5.3 sono elencate le percentuali di perdita di massa per evaporazione dai pianeti in funzione dei diversi parametri ξ (come osservato si ha $\xi = R_1/R_p$) e per una stella di $0.56 M_{\odot}$ entrata nella sequenza di raffreddamento delle nane bianche mentre in Figura 5.8 è mostrata la regione entro la quale un pianeta di massa gioviana subirà fenomeni catastrofici nelle fasi di evoluzione stellare dopo la sequenza principale per stelle di masse diverse e per diversi valori del parametro ξ .

$M_p(M_J)$	r (UA)	$\xi = 3$ (%)	$\xi = 5$ (%)	$\xi = 10$ (%)
1.....	1	100	100	100
	2	30	100	100
	3	20	40	100
	4	10	20	100
	5	5	20	70
	10	1	5	20
5.....	1	4	10	52
	2	1	3	10
	3	0.4	1	5
	4	0.2	0.6	3
	5	0.1	0.4	1.6
	10	0.04	0.1	0.4

Tabella 5.3: Elenco delle percentuali di perdita di massa planetaria per evaporazione funzionale a diversi parametri ξ e per una stella di $0.56 M_{\odot}$ entrata nella sequenza di raffreddamento delle nane bianche. Le percentuali sono riferite a diverse distanze orbitali in UA (colonna 2) e per due diverse masse iniziali dei pianeti (colonna 1).

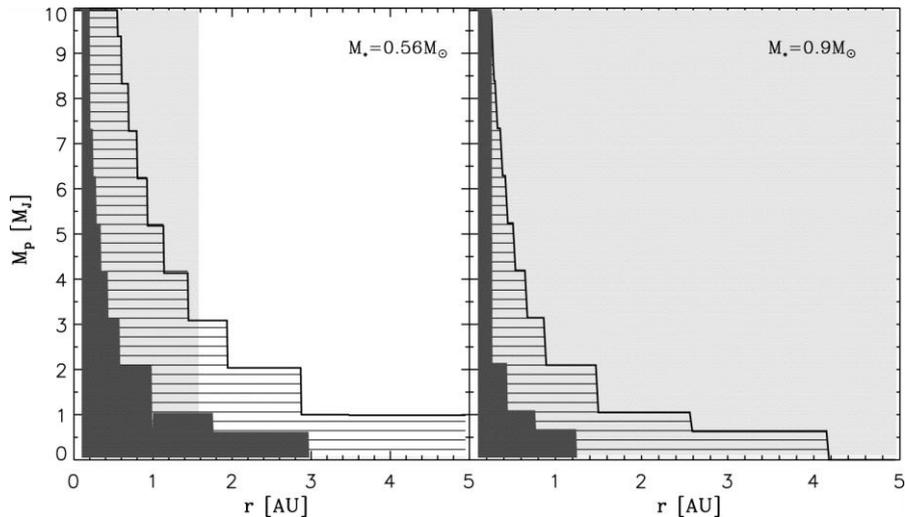


Figura 5.8: Regione entro la quale un pianeta di massa gioviana subirà effetti catastrofici e di perdita di massa in sistemi con stelle di masse diverse (in alto a destra in ogni grafico) dopo la sequenza principale e per diversi valori del parametro ξ . In ogni grafico la regione più scura è quella in cui il pianeta perde la metà della sua massa e con $\xi = 3$, stesso valore di perdita di massa per la regione con righe orizzontali ma con $\xi = 10$. La regione grigio-chiara rappresenta la distanza orbitale raggiunta dal pianeta durante la fase evolutiva dell'AGB (Villaver & Livio 2007).

E' così importante notare come durante la fase evolutiva dell'AGB la gran parte dei pianeti con distanza orbitale $r \leq 1.5$ UA subiscono fenomeni catastrofici, fenomeni che si possono ripetere durante le successive fasi delle NP qualora il tasso di evaporazione sia sufficientemente alto come ho precedentemente osservato. Nella fase conclusiva dell'evoluzione stellare, lungo la sequenza di raffreddamento delle nane bianche, i pianeti subiscono fenomeni catastrofici se sono a distanze orbitali $r \leq 5$ UA da stelle di piccola massa ($M_{NB} \leq 0.63 M_{\odot}$).

In particolare espongo ora le conclusioni alle quali arriva lo studio di Villaver e Livio (2007) dall'analisi dei fenomeni di interazione tra pianeti e stelle nella fase evolutiva delle Nebulose planetarie in base ai parametri fisici precedentemente presentati (che risulta essere una sintesi dei risultati ai quali si giunge con la trattazione di questi fenomeni):

- possono instaurarsi fenomeni catastrofici a carattere distruttivo o di perdita di massa dalle atmosfere planetarie per evaporazione e con effetti idrodinamici. Questi fenomeni sono funzionali alla distanza orbitale, ai parametri stellari come la massa della stella ed alle caratteristiche del processo di evoluzione stellare.
- pianeti con $M_p \leq 1M_J$ subiscono fenomeni catastrofici di distruzione totale se sono a distanza orbitale $r \leq 3 - 5$ UA dalla stella.

- non si verificano fenomeni catastrofici di distruzione totale se il pianeta con $M_p > 2M_J$ e con $r \sim 3$ UA orbita attorno a stelle di piccola massa ($M_{NB} \sim 0.56 M_\odot$)
- se il pianeta orbita attorno a stelle più massive ($M_{NB} \gtrsim 0.7 M_\odot$) è atteso su distanze orbitali maggiori ($r \gtrsim 15$ UA).

In questi due ultimi casi la stella è nella sequenza di raffreddamento delle nane bianche.

Abbiamo ora un quadro generale che descrive i fenomeni di interazione tra pianeti e stelle durante le fasi di evoluzione stellare, più approfondito per quanto riguarda la fase della Nebulosa planetaria e con sintetici risultati in relazione alle altre fasi evolutive quali l'AGB. Vorrei però ancora rimanere nell'ambito della fase evolutiva delle Nebulose planetarie ed esporre risultati da altri recenti studi che analizzano il ruolo che i pianeti hanno nei processi evolutivi di queste stelle (in particolare uno studio di De Marco e Soker del 2011).

Nell'analizzare ulteriormente i fenomeni di interazione e l'influenza che i pianeti hanno su questi processi evolutivi occorre partire da alcuni fondamentali risultati teorici sulla struttura e sui processi formativi delle Nebulose planetarie (Soker 1997; Schwarz et al 1993; Corradi & Schwarz 1995): le Nebulose planetarie possono avere struttura sferica bipolare od ellittica a seconda che derivino o meno da processi formativi di sistemi binari con la condivisione o meno dell'involuppo comune, ed in particolare le Nebulose planetarie a struttura ellittica possono essere state condizionate nelle loro fasi formative dalla presenza di pianeti orbitanti nei sistemi stellari (sistemi in precedenti fasi evolutive come l'AGB).

Va inoltre considerato che da modelli teorici (Morris 1987; Soker 2001b,2004,2006b) risulta come la struttura assisimmetrica delle Nebulose planetarie debba derivare da processi formativi con la presenza di dischi di accrescimento e quindi preveda l'esistenza di corpi compagni stellari o planetari. Si assume dunque che nelle fasi di formazione delle Nebulose planetarie a struttura non sferica debba avere un ruolo fondamentale la presenza di corpi planetari interagenti anche in considerazione del fatto che fenomeni di interazione di altra natura, originatesi da compagne stellari negli involuppi comuni, non sono sufficientemente frequenti per garantire la formazione di tutte le Nebulose planetarie non sferiche (Soker 1997).

Nel citato studio (De Marco & Soker 2011) si osserva inoltre come i getti derivanti dai processi tipici delle Nebulose planetarie (venti stellari) possono essere condizionati, ed anche generati, dalla presenza di dischi attorno al nucleo stellare. Questi dischi possono essere il risultato a loro volta di fenomeni catastrofici che hanno causato la distruzione del pianeta eventualmente presente

nel sistema (o di più pianeti nel caso di un sistema multiplo). Nello studio si presentano inoltre anche risultati statistici rilevanti che possono connettersi con quanto già esposto trattando i fenomeni di interazione dei pianeti con le Nebulose planetarie:

- circa l'81% delle Nebulose planetarie ha forma non sferica e come detto può prevedere la presenza di corpi planetari (già presenti nelle precedenti fasi evolutive)
- nelle fasi evolutive che precedono le Nebulose planetarie gli eventuali corpi planetari presenti nei sistemi stellari sono a distanza orbitale nell'intervallo tra 3 e 30 UA. Il limite inferiore viene determinato considerando i fenomeni di perdita di massa già analizzati (Soker 1996; Villaver & Livio 2007, 2009; Nordhaus et al. 2010).

Il fatto che la distanza orbitale dei pianeti abbia un valore elevato in queste fasi evolutive deriva dal calcolo del rapporto tra i raggi massimi stellari dell'AGB e del RGB in funzione della massa (Iben & Tutukov 1985; Soker 1998):

$$\log(R_A/R_R) = 3.7 \log^2(M/M_\odot) - 0.37 \log(M/M_\odot) + 0.16 \quad [5.19]$$

per $M \lesssim 2.25 M_\odot$

$$\log(R_A/R_R) = 2.2 - 1.8 \log(M/M_\odot) \quad [5.20]$$

per $M \gtrsim 2.35 M_\odot$

con M massa stellare alla ZAMS, R_A raggio massimo stellare all'AGB e R_R raggio massimo stellare al RGB. Da queste relazioni si ha che il valore del rapporto tra i raggi massimi è < 2 per stelle che evolveranno nella fase delle Nebulose planetarie arrivando così alla conclusione che possibili pianeti presenti nelle fasi evolutive che le precedono devono necessariamente essere a distanze orbitali rilevanti.

Tornando ai processi formativi delle NP abbiamo osservato come le Nebulose planetarie non sferiche possano aver subito in questi processi formativi fenomeni di interazione con corpi planetari che possono averne condizionato la stessa morfologia (per quanto siano necessarie ulteriori osservazioni per confermare queste teorie). In questo caso si può stimare che $\sim 20\%$ delle Nebulose planetarie siano state condizionate nei processi formativi dalla presenza di pianeti e quindi $\sim 5\%$ di tutte le stelle con $1 < M_\odot < 8$ hanno interagito con pianeti durante la fase dell'AGB (De Marco & Soker 2011). Per stelle di questa massa dunque solo una piccola percentuale di esse dovrebbe avere pianeti compagni (giganti gassosi) nel sistema a distanze orbitali rilevanti (pianeti esterni nel sistema).

Concludendo questo paragrafo vorrei ora presentare dei risultati relativi al parametro definito come numero di luminosità specifica della Nebulosa planetaria (Buzzoni et al. 2006) ovvero al rapporto α dato da:

$$\alpha = \frac{N_{\text{NP}}}{L_{\text{gal}}} \quad [5.21]$$

con N_{NP} numero di stelle nella fase delle Nebulose planetarie e L_{gal} luminosità della galassia. Nel citato studio di Buzzoni (2006) tale rapporto è messo in relazione all'età ed alla metallicità della popolazione stellare di una galassia arrivando così a considerare le Nebulose planetarie come indicatori delle SSPs. Nel nostro caso va considerato che il valore del rapporto α è condizionato da meccanismi di perdita di massa che possono come detto essere originati dalla presenza di corpi planetari durante le fasi evolutive delle Nebulose planetarie mettendo così in relazione i fenomeni di interazione fra pianeti e stelle in queste fasi anche con ulteriori parametrizzazioni delle caratteristiche fisiche di popolazioni stellari e delle galassie. In Figura 5.9 si osserva l'evoluzione teorica in funzione del tempo del parametro α e per diversi tassi di perdita di massa.

Tornando dunque al parametro α vediamo come il suo valore possa dipendere dai fenomeni di dissipazione di massa. Avendo per il numero di stelle visibili durante la fase della Nebulosa planetaria l'espressione:

$$N_{\text{NP}} = \mathcal{B}L_{\text{tot}}\tau_{\text{NP}} \quad [5.22]$$

con \mathcal{B} flusso evolutivo specifico (Buzzoni et al. 2006) e τ_{NP} tempo scala di visibilità delle Nebulose planetarie si ha come valore del rapporto α :

$$\alpha = \mathcal{B}\tau_{\text{NP}} \quad [5.23]$$

che risulta essere dunque funzionale al tempo scala di visibilità delle Nebulose planetarie. Il valore di τ_{NP} dipende infine dalla distribuzione della massa del nucleo stellare dopo le fasi evolutive dell'AGB ed in particolare tale valore decresce nei seguenti casi:

- aumento della massa del nucleo stellare durante le fasi successive all'AGB
- ritardo delle fasi calde successive all'AGB del nucleo stellare
- caso di inibizione della fase dell'AGB con la conseguente assenza della fase della Nebulosa planetaria (ed ovviamente con $\tau_{\text{NP}} = 0$).

La Figura 5.10 schematizza l'evoluzione prevista di una Nebulosa planetaria in funzione della massa del nucleo di una stella nella fase del PAGB ed in relazione agli effetti di differenti parametri quali la metallicità, il tasso di perdita di massa e l'età.

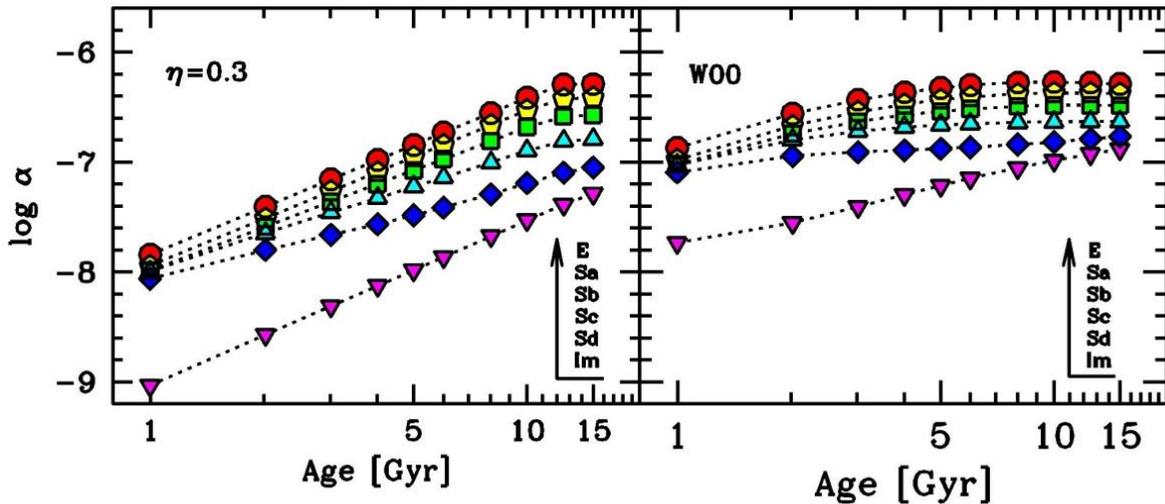


Figura 5.9: Evoluzione teorica nel tempo in base logaritmica del rapporto α (densità di luminosità specifica delle Nebulose planetarie) ed in relazione alla sequenza morfologica di Hubble delle galassie (Buzzoni 2005). Nel pannello di sinistra è assunto un IFMR (relazione tra gli stati iniziali e finali di massa) relativo ad un parametro di perdita di massa $\eta = 0.3$ mentre nel pannello di destra l'IFMR è derivato dalle osservazioni di nane bianche in ammassi aperti (W00) (Buzzoni 2006).

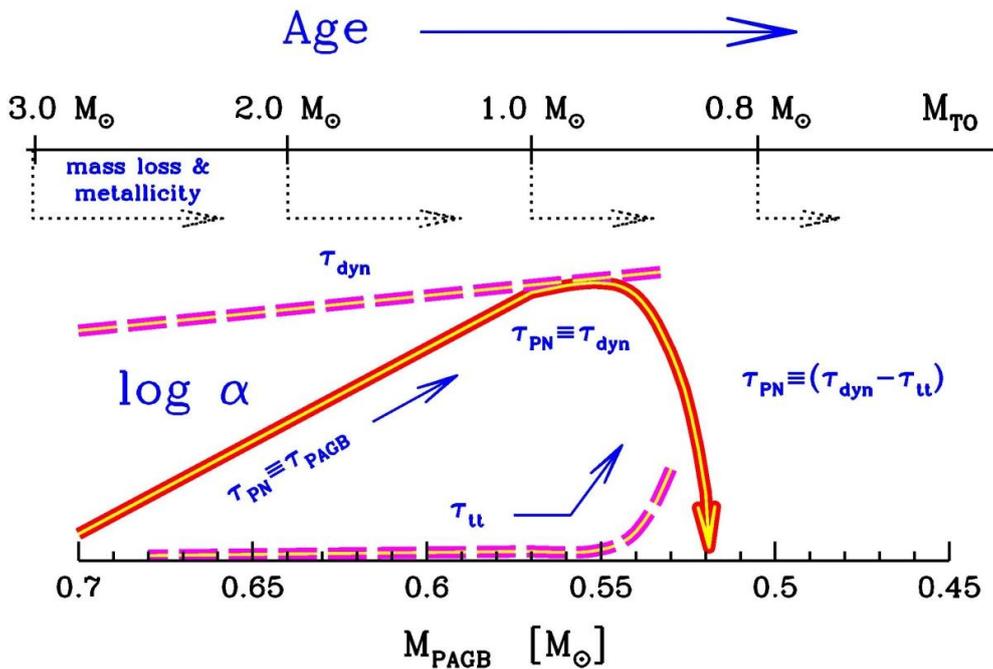


Figura 5.10: Rappresentazione schematica dell'evoluzione prevista (qui vengono delineati tre possibili regimi evolutivi differenti) di una Nebulosa planetaria in funzione della massa del nucleo di una stella nella fase del PAGB. L'evoluzione delle Nebulose planetarie è qui posta in relazione agli effetti di differenti parametri quali la metallicità, l'età e lo stesso tasso di perdita di massa (che condiziona il parametro α) considerato in questo paragrafo (Buzzoni 2006).

5.3 Interazione pianeta-stella: l'impatto sull'evoluzione stellare in fasi di Post-Sequenza Principale

In questo paragrafo vorrei ora trattare dei fenomeni di interazione tra pianeti e stelle in altre fasi dell'evoluzione stellare. Uno studio di Soker (1998) analizza questi fenomeni in relazione alla morfologia del Braccio orizzontale (HB), espongo dunque ora alcuni dei principali risultati di questo ed altri studi relativi alla possibile presenza di pianeti nell'HB e nel ramo delle giganti rosse (RGB).

I pianeti eventualmente presenti già nelle fasi evolutive precedenti l'HB possono innanzi tutto influenzare il valore di un importante parametro che caratterizza le differenti morfologie che assume l'HB negli ammassi globulari (differenze causate dalla diversa metallicità): il " secondo parametro " dell'HB (D'Cruz et al 1996). Questo parametro condiziona il tasso di perdita di massa delle stelle durante il RGB e quindi i fenomeni di perdita di massa in questa fase evolutiva sono influenzati dalla possibile presenza di pianeti nel sistema (D'Cruz et al 1996). Il tasso di perdita di massa delle stelle nel RGB può essere influenzato dalla possibile presenza di pianeti anche per la loro capacità di variare la quantità di energia del sistema ed il momento angolare dell'involuppo stellare. In base a queste considerazioni vediamo ora di analizzare alcuni dei fenomeni in atto in questa fase evolutiva a causa dei meccanismi di interazione tra pianeti e stelle e la conseguente variazione dei parametri fisici del sistema sapendo che da questi dipende l'esito morfologico dell'HB.

Come nel caso delle Nebulose planetarie anche durante il RGB possono avere luogo fenomeni di evaporazione di massa o catastrofici. Equiparando la velocità del suono nell'involuppo stellare del RGB con la velocità di fuga della superficie planetaria si ottiene il valore approssimato della localizzazione dell'evaporazione:

$$a_{\text{EVA}} = 10 \left(\frac{M_p}{M_J} \right)^{-1} R_{\odot} \quad [5.24]$$

con M_p massa del pianeta, R_{\odot} raggio stellare ed avendo assunto come velocità di fuga della superficie planetaria il valore dato da:

$$v_e = (2GM_p/R_p)^{1/2} \quad [5.25]$$

con R_p raggio del pianeta.

I parametri introdotti della velocità di fuga v_e e la velocità del suono nell'involuppo stellare (definita C_s) vengono considerati da Soker (1998) funzionali alla temperatura viriale del sistema ed espressi nel calcolo del tasso di evaporazione (determinato da Spitzer nel 1947) come segue:

$$(\dot{M}_p)_{\text{evap}} \simeq 4 \left(\frac{\pi}{6} \right)^{1/2} C_s \rho_p R_p^2 \left(1 + \frac{\gamma v_e^2}{2C_s^2} \right) \exp \left(-\frac{\gamma v_e^2}{2C_s^2} \right) \quad [5.26]$$

con ρ_p densità effettiva della regione di fuga e γ indice adiabatico.

In uno studio di Livio & Soker (1984) è data l'espressione della luminosità planetaria:

$$L_p \simeq 16\pi\sigma R_p^2 (T_p^4 - T^4) (4 + 3\beta\kappa\rho_p R_p)^{-1} \quad [5.27]$$

con β parametro nell'intervallo 0.1-1, κ opacità e T_p temperatura del pianeta. Soker (1998) utilizza questa espressione per dimostrare che $T_p \sim T$ alla localizzazione del pianeta (con T temperatura stellare). Nel caso in cui $T \gg T_p$ si ha un rapido riscaldamento del flusso radiativo che circonda il pianeta arrivando così ad una equiparazione dei valori delle temperature. Di conseguenza possono verificarsi fenomeni di evaporazione di massa da pianeti poco massivi (Livio & Soker 1984). Il flusso radiativo non è invece in grado di generare processi dissipativi per evaporazione dal pianeta nel caso in cui questo sia ancora presente nel sistema quando la stella ha raggiunto l'HB. Mentre fenomeni catastrofici che portano alla distruzione dell'intera struttura planetaria durante il RGB possono avere luogo nel caso in cui il raggio del pianeta supera il raggio del potenziale di Roche.

Ho osservato come la presenza di pianeti nel RGB possa influenzare anche il momento angolare dell'involuppo stellare (con il conseguente incremento del tasso di perdita di massa). Sappiamo come durante le fasi espansive del raggio stellare nel RGB le forze mareali possono portare alla formazione di un involuppo comune con il corpo substellare eventualmente presente nel sistema. Il corpo substellare (anche se fosse un corpo planetario) qualora venisse dunque assorbito nell'involuppo comune del sistema depositerebbe in esso una quantità di energia e momento angolare. Dal valore approssimato del profilo di densità dell'involuppo (Soker 1992; Harpaz & Soker 1994):

$$\rho \propto r^{-2} \quad [5.28]$$

con r distanza orbitale, si ottiene la velocità angolare dell'involuppo ω (rispetto alla velocità angolare Kepleriana):

$$\frac{\omega}{\omega_{\text{kep}}} = 0.03 \left(\frac{M_p}{M_J} \right) \left(\frac{M_{\text{inv}}}{0.3M_\odot} \right)^{-1} \quad [5.29]$$

con ω_{kep} velocità angolare Kepleriana e M_{inv} massa dell'involuppo comune. Questo parametro è dunque influenzato dalla presenza di eventuali pianeti nell'involuppo comune del RGB attraverso le interazioni mareali innescate da questi corpi con la conseguenza come visto di variare il tasso di perdita di massa stellare e quindi la stessa morfologia dell'HB.

Nel Braccio orizzontale le stelle possono arrivare dunque in diverse posizioni di temperatura efficace a seconda di come evolvono le caratteristiche fisiche delle

stelle durante il RGB. Qualora eventuali pianeti presenti in questa fase siano sopravvissuti ad eventi catastrofici rimangono dunque nel sistema anche nell'HB. Vediamo ora quindi i parametri fisici che caratterizzano il sistema stellare con corpi planetari nell'HB e la loro evoluzione. In questa fase evolutiva la massa dell'involuppo rimossa dalle forze gravitazionali del sistema (Iben & Livio 1993) è:

$$\alpha \frac{GM_p M_N}{a_f} \simeq \frac{GM_N \Delta M_{\text{inv}}}{R} \quad [5.30]$$

con α parametro di efficienza di rimozione della massa dell'involuppo, M_N massa del nucleo stellare all'HB e a_f separazione orbitale finale e per $a_f \ll a_0$ con a_0 separazione orbitale iniziale al RGB. Il parametro α può variare in funzione della effettiva capacità del pianeta di rilasciare energia nel sistema e quindi condizionare e far incrementare il tasso di perdita di massa dell'involuppo (Soker 1997; Livio & Soker 1988). Nel caso in cui il pianeta abbia subito fenomeni di evaporazione all'interno dell'involuppo ed abbia così depositato energia prima che questo abbia dissipato la sua massa si ha:

$$\frac{\Delta M_{\text{inv}}}{0.1M_{\odot}} \simeq 0.1\alpha \left(\frac{M_p}{M_J}\right)^2 \left(\frac{R}{100R_{\odot}}\right) \quad [5.31]$$

che è l'espressione del tasso di perdita di massa dell'involuppo per il deposito di energia del pianeta in queste particolari condizioni evolutive.

Il tasso di perdita di massa influenza la morfologia dell'HB, come sappiamo, dunque l'azione dinamica del pianeta e la sua massa possono avere effetti sulla posizione che la stella assumerà nel Braccio orizzontale mentre sempre in questa fase il momento angolare finale è condizionato dalla separazione orbitale iniziale del pianeta. La separazione orbitale finale del pianeta è invece data dall'espressione:

$$a_f = 3\alpha \left(\frac{M_p}{10M_J}\right) \left(\frac{R}{100R_{\odot}}\right) \left(\frac{M_{\text{inv}}}{0.3M_{\odot}}\right)^{-1} R_{\odot} \quad [5.32]$$

valore dunque riferito ad un pianeta sopravvissuto ai fenomeni catastrofici del RGB quindi ancora presente nel sistema nell'HB ed ottenuto con la posizione $\Delta M_{\text{inv}} = M_{\text{inv}}$.

Il pianeta non subisce fenomeni catastrofici qualora l'intero involuppo sia perso prima del tempo scala della dissipazione della massa per evaporazione o sia fuoriuscito dai lobi di Roche e le condizioni affinché questi fenomeni non si verifichino sono:

$$1 M_p < M_p < 10 M_J \quad [5.33]$$

massa del pianeta affinché non subisca fenomeni di evaporazione e possa così sopravvivere alla fase del RGB ed essere presente nel sistema all'HB.

$$a_f > a_{\text{FLR}} \quad [5.34]$$

condizione affinché il pianeta non fuoriesca dai lobi di Roche e rimanga, anche in questo caso, nel sistema all'HB e con:

$$a_{\text{FLR}} \simeq 1.7\eta \left(\frac{M_p}{M_J} \right)^{-1/3} R_{\odot} \quad [5.35]$$

valore della separazione orbitale al quale il pianeta fuoriesce dai lobi di Roche durante il RGB (con η parametro per la determinazione del raggio planetario da quello stellare). Applicando questa condizione con una separazione orbitale iniziale $a_0 = 5R$ si ottiene anche:

$$\left(\frac{M_p}{10M_J} \right)^{4/3} \left(\frac{a_0}{500R_{\odot}} \right) \gtrsim 0.3 \frac{\eta}{\alpha} \left(\frac{M_{\text{inv}}}{0.3M_{\odot}} \right) \quad [5.36]$$

come condizione affinché il pianeta non fuoriesca dai lobi di Roche.

Il pianeta accrescendo attraverso i fenomeni dissipativi la massa stellare nella fase dell'evoluzione dell'involuppo comune del RGB, massa che verrà successivamente persa dal nucleo della stella, determina anche un diverso posizionamento nell'HB, precisamente nella zona più blu, di stelle con involuppo di piccola massa ($\lesssim 0.01 M_{\odot}$). Pianeti con $M_p \gtrsim 10 M_J$ nel RGB dissipando massa possono dunque originare meccanismi di accrescimento di massa stellare con la conseguenza di un differente posizionamento finale nell'HB della stella. Le stelle che arrivano all'HB a seguito dei fenomeni di interazione con eventuali pianeti presenti nel sistema durante il RGB sono dunque più blu e con involuppo poco massivo. Pianeti con $1 M_J \lesssim M_p \lesssim 10 M_J$ possono invece innescare fenomeni collisionali con il nucleo stellare nel RGB, fenomeni che divengono di natura catastrofica (quindi il pianeta non sopravvive al RGB). In questo caso il pianeta ha comunque un'influenza sul valore della quantità di massa che la stella conserverà nell'involuppo stellare una volta arrivata al Braccio orizzontale (Sosin et al. 1997). Pianeti con $M_p \lesssim 1 M_J$ come osservato subiscono fenomeni catastrofici durante il RGB ma a causa del rilascio di energia gravitazionale e per la loro influenza sulla velocità angolare dell'involuppo stellare condizioneranno comunque gli esiti evolutivi delle stelle arrivate all'HB. Queste si posizioneranno nella zona più rossa della parte blu dell'HB.

Lo studio di Soker (1998) descrive altri parametri dei sistemi planetari che possono influenzare l'esito morfologico dell'HB al di là degli eventi a carattere dinamico e dissipativo, e dunque con rilascio di quantità di energia e momento angolare, nel RGB. In particolare egli pone l'attenzione sui parametri e sui meccanismi alla base dei processi di formazione planetaria. Fra questi la metallicità, che può influenzare l'efficienza dei processi di formazione planetaria, le proprietà degli ammassi globulari quali l'IMF e la distanza stellare e l'età che

determina la massa della MS. Osservo tuttavia come quanta strada si sia percorsa negli anni successivi a quello dello studio di Soker qui esaminato per quanto riguarda la ricerca e conseguenti risultati sulle teorie di formazione planetaria. Il quadro teorico relativo ai processi di interazione tra pianeti e stelle nelle fasi evolutive del RGB e gli esiti morfologici dell'HB risulta invece ancora valido. Vediamo dunque ora di approfondire seppur sinteticamente alcuni aspetti teorici relativi ai fenomeni di interazione tra pianeti e stelle già introdotti nella trattazione precedente ed aspetti relativi alle teorie di formazione planetaria ma attraverso l'analisi dei risultati di studi più recenti. Osserveremo in questo senso come possano evolvere nel tempo i parametri orbitali di pianeti attorno a stelle evolute (Villaver & Livio 2009).

Espongo dunque analiticamente una modellizzazione dell'evoluzione orbitale planetaria ipotizzando come efficace l'influenza dell'evoluzione stellare sul meccanismo che genera la distribuzione del semiasse maggiore di pianeti attorno a stelle evolute (Villaver & Livio 2009). Vedremo in questo modo ulteriori espressioni per la descrizione e la quantificazione del tasso di evaporazione di massa dalle atmosfere planetarie ed altri parametri fisici applicabili anche alle fasi evolutive già esaminate. Il tasso di accreazione di massa per un pianeta in moto supersonico attraverso la materia espulsa dalla stella (condizione affinché il pianeta accresca la sua massa) ed in orbita circolare ($e = 0$) è dato da (Bondi & Hoyle 1944; Ruderman & Spiegel 1971):

$$\dot{M}_{p|acc} = \pi R_A^2 \rho v \quad [5.37]$$

con ρ densità dell'ambiente, R_A raggio di accrescimento e v velocità del pianeta. Vediamo dunque nel caso dello studio di Villaver & Livio (2009) la presenza del parametro di accrescimento di massa planetaria e la sua quantificazione mentre il tasso di evaporazione di massa dalla superficie del pianeta (evaporazione causata dal riscaldamento della superficie planetaria dovuto alle radiazioni stellari) è dato dall'espressione introdotta precedentemente (Villaver & Livio 2007). Il tasso di variazione della massa planetaria diviene quindi:

$$\dot{M}_p = (\dot{M}_{p|acc} - \dot{M}_{p|ev}) \quad [5.38]$$

con $\dot{M}_{p|ev}$ tasso di evaporazione di massa dall'atmosfera planetaria (il cui valore, come detto, è già stato analiticamente esposto). Il tasso di perdita di massa stellare per le giganti rosse (stelle con caratteristiche evolutive di nostro interesse per la possibile presenza nei loro sistemi di fenomeni di interazione con i pianeti) è dato da (Reimers 1975):

$$\dot{M}_{tpm} = 4 \times 10^{-13} \eta_R \frac{L_* R_*}{M_*} (M_* \text{ yr}^{-1}) \quad [5.39]$$

dove L_* , R_* , e M_* sono la luminosità, il raggio e la massa stellare rispettivamente e η_R è il parametro di Reimers assunto come $\eta_R = 0.6$ in Villaver & Livio (2009). Il

tasso di variazione della massa stellare dipende dal tasso di perdita di massa introdotto nella forma:

$$\dot{M}_* = -\dot{M}_{\text{tpm}} \quad [5.40]$$

si ha così la possibilità di determinare l'equazione del tasso di variazione del raggio orbitale del pianeta attraverso la conservazione del momento angolare (Alexander et al. 1976, Livio & Soker 1984):

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right) = -\frac{\dot{M}_* + \dot{M}_p}{M_* + M_p} - \frac{2}{M_p v} [F_f + F_g] - \left(\frac{\dot{a}}{a}\right)_m \quad [5.41]$$

dove F_f e F_g sono le forze di resistenza dovute alla frizione dinamica ed alla forza gravitazionale rispettivamente e $(\dot{a}/a)_m$ è il tasso di decadimento orbitale dovuto alle interazioni mareali.

Per F_g si ha (Ostriker 1999):

$$F_g = 4\pi \frac{(GM_p)^2}{c_s^2} \rho I \quad [5.42]$$

con I funzione dipendente dal tempo del numero di Mach, mentre per F_f si ha (Rosenhead 1963):

$$F_f = \frac{1}{2} C_r \rho v^2 \pi R_p^2 \quad [5.43]$$

con $C_r \simeq 0.9$ coefficiente di resistenza adimensionale per una sfera. La forza di resistenza gravitazionale è generata dall'interazione del pianeta con l'ISM mentre la forza di resistenza per frizione dinamica è funzionale alla perdita del momento angolare il quale è a sua volta funzionale all'area superficiale del pianeta esposta al flusso radiativo stellare.

In stelle giganti la frizione dinamica mareale è dovuta principalmente a meccanismi di turbolenza a carattere viscoso (anche a causa dell'involuppo convettivo molto massivo) quindi le forze di resistenza introdotte risultano (dalla parte non sferica della distribuzione di massa) da un corpo che ha subito processi di distorsione mareale ed il valore del momento angolare dipende da queste forze. La variazione del momento angolare è dunque funzionale alle forze mareali ed è associata di conseguenza al tasso di decadimento orbitale, quantità già introdotta ed il cui valore è:

$$\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)_m = \frac{f}{\tau_d} \frac{M_{\text{inv}}}{M_*} q(1+q) \left(\frac{R_*}{a}\right)^8 \quad [5.44]$$

con M_{inv} massa dell'involuppo convettivo della stella, $q = M_p/M_*$ e con (Rasio et al. 1996):

$$\tau_d = \left[\frac{M_{\text{inv}}(R_* - R_{\text{inv}})^2}{3L_*} \right]^{1/3} \quad [5.45]$$

tempo scala relativo ai processi a carattere vorticoso e loro variazione (e con R_{inv} raggio alla base dell'involucro convettivo della stella). Nell'espressione del tasso di decadimento orbitale il termine f è ottenuto integrando la dissipazione viscosa dell'energia mareale lungo la zona convettiva.

E' dunque possibile calcolare l'evoluzione dell'orbita planetaria avendo determinato i parametri necessari ed integrando l'equazione precedentemente ottenuta del tasso di variazione del raggio orbitale del pianeta lungo le varie fasi di evoluzione stellare (in Villaver & Livio del 2009 tale integrazione è effettuata lungo il RGB) e con il valore della densità dell'ambiente presente nelle espressioni delle forze di resistenza per frizione dinamica e per la forza gravitazionale dato da:

$$\rho = \frac{\dot{M}_{\text{tpm}}}{4\pi a^2 V_{\text{vento}}} \quad [5.46]$$

con V_{vento} velocità dei venti stellari. Le Figure 5.11 e 5.12 danno un quadro di sintesi della separazione orbitale planetaria durante la fase del RGB ed in relazione a pianeti di diversa massa.

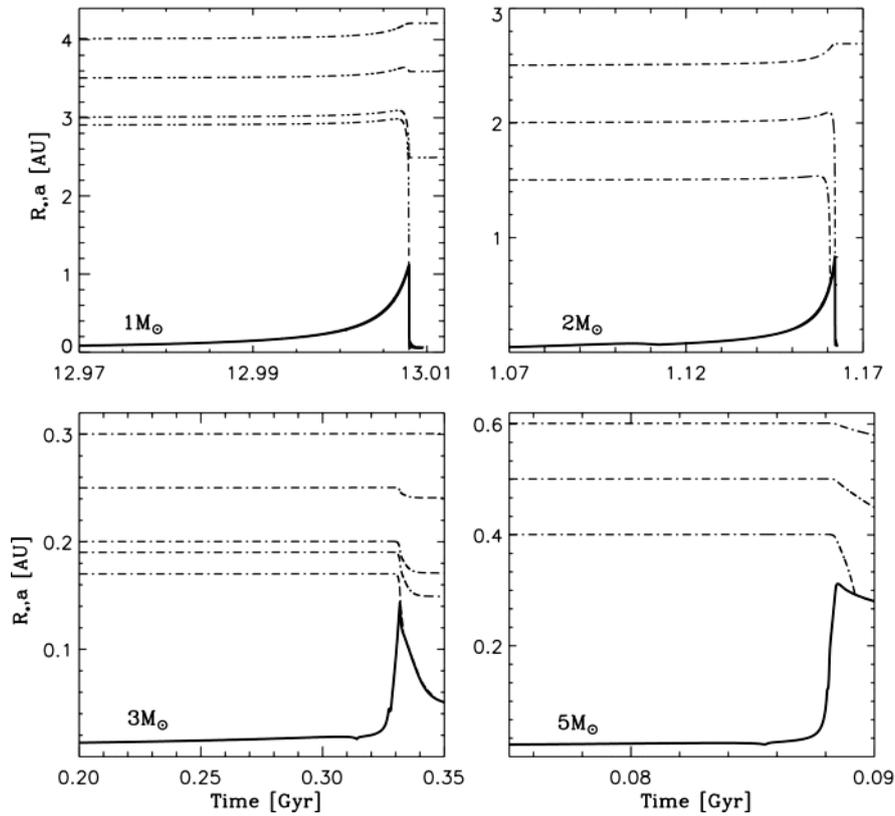


Figura 5.11: Evoluzione della separazione orbitale di un pianeta con $M_p = M_J$ (linee a tratti e punti) e del raggio stellare (linea solida) lungo il RGB. In ogni pannello vengono considerate differenti masse stellari alla MS. Le diverse linee rappresentano l'evoluzione orbitale in relazione a differenti distanze orbitali iniziali (Villaver & Livio 2009).

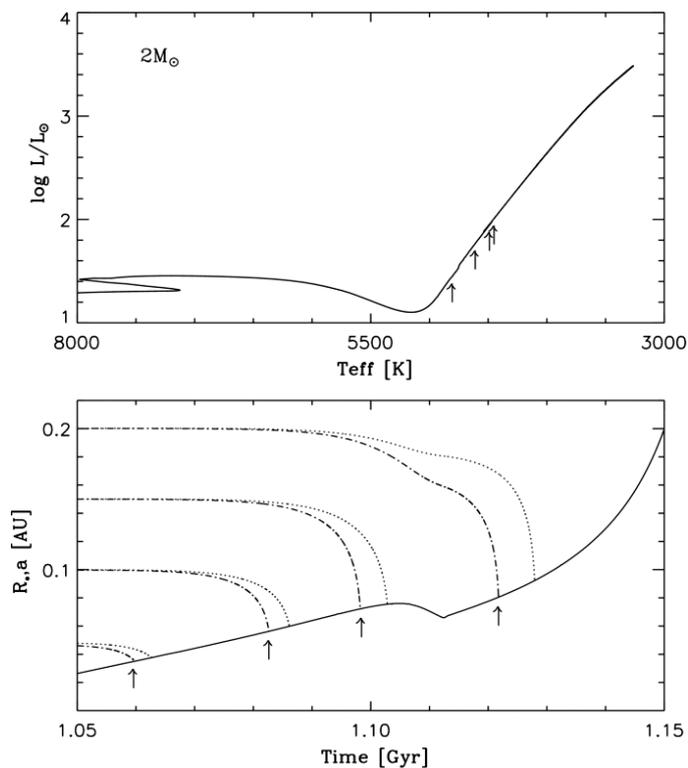


Figura 5.12: Nel pannello superiore si osserva l'evoluzione nel RGB di una stella di $2M_{\odot}$. Nel pannello inferiore si osserva l'evoluzione della separazione orbitale di un pianeta con $M_p = 3M_J$ (linea a tratti e punti) e con $M_p = 5M_J$ (linea a tratti e punti) in relazione a quattro differenti separazioni orbitali iniziali. La linea solida indica l'evoluzione del raggio stellare lungo il RGB. Le frecce indicano la posizione in cui il pianeta con $M_p = 5M_J$ entra nell'involuppo stellare in relazione alle differenti separazioni orbitali iniziali (Villaver & Livio 2009).

5.4 Interazione pianeta-stella: l'impatto sulle caratteristiche spettrofotometriche delle galassie

Abbiamo fin qui esaminato fenomeni di interazione dinamica fra corpi planetari e stelle nelle diverse fasi dell'evoluzione stellare osservando come tali fenomeni possano innescare meccanismi di dissipazione di massa che in varie forme influenzano sia le caratteristiche delle atmosfere planetarie che per processo inverso gli stessi parametri fisici delle stelle e del loro involucro. In questo paragrafo esamino brevemente alcuni aspetti relativi a possibili ulteriori conseguenze che possono avere i meccanismi dissipativi innescati dalla presenza dei pianeti sui processi evolutivi stellari e conseguentemente sugli stessi spettri integrati delle galassie.

Abbiamo già incontrato precedentemente il parametro di Reimers η (Reimers 1975) nel definire l'espressione del tasso di perdita di massa stellare per le giganti rosse durante il RGB (Villaver & Livio 2009). Vediamo ora come per differenti valori di tale parametro (Buzzoni et al. 2008) e dunque per differenti valori del tasso di perdita di massa stellare possano variare le caratteristiche del processo evolutivo delle stelle sapendo che il tasso di perdita di massa stellare è a sua volta influenzato dalle interazioni a carattere mareale con i corpi planetari. Nelle fasi evolutive di stelle di piccola massa successive al RGB possono configurarsi tre differenti scenari in funzione del tasso di perdita di massa stellare. Riferendoci al parametro di Reimers questi tre scenari possono essere così caratterizzati (Buzzoni et al 2008):

- a) per $\eta \lesssim 0.4$ stelle di piccola massa innescano l'elio in un nucleo degenere nelle fasi finali del RGB proseguendo nelle fasi evolutive dell'AGB con alti valori di luminosità. Le Nebulose planetarie hanno origine qualora le stelle interrompano i processi di perdita dell'involucro esterno (fase dei puls termici con $\eta \lesssim 0.3$)
- b) per $\eta \gtrsim 0.4$ la stella può non evolvere nella successiva fase dell'AGB (Greggio & Renzini 1990; Castellani & Tornambé 1991; Dorman et al. 1993) e non vengono originate le Nebulose planetarie (Buzzoni et al. 2006). Non evolvendo nelle fasi dell'AGB le stelle più luminose di RGB raggiungono il Braccio orizzontale con una massa del nucleo di elio di $\sim 0.47 M_{\odot}$ (Sweigart & Gross 1976; Seidel et al. 1987; Charbonnel et al. 1996; Piersanti et al. 2004)
- c) per $\eta \gtrsim 0.8$ la stella può perdere interamente il proprio involucro nella stessa fase del RGB e non procedere nelle successive fasi evolutive regolarmente. In questo caso le stelle possono lasciare il RGB anticipando il regolare processo evolutivo ed innescando il consumo dell'elio nel nucleo a temperature maggiori.

Nei differenti scenari evolutivi qui esaminati il consumo energetico complessivo è maggiore durante le fasi di combustione dei nuclei delle stelle quindi viene incrementata la luminosità UV degli spettri integrati delle galassie (Figura 5.14).

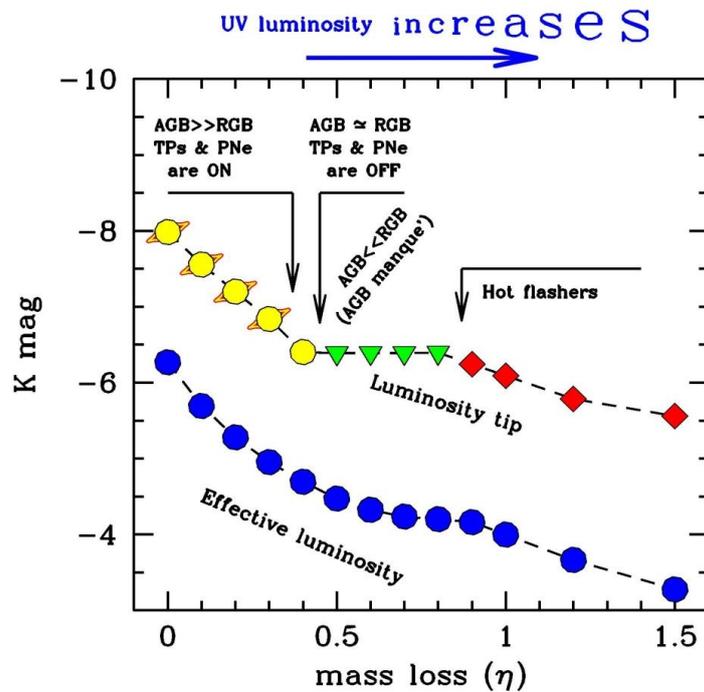


Figura 5.14: Variazione del contributo in banda ultravioletta in funzione del tasso di perdita di massa di una gigante rossa nel RGB. Le differenti caratteristiche evolutive mostrate in figura sono in relazione ai tre differenti valori del tasso di perdita di massa esaminati nel presente lavoro (Buzzoni et al. 2008).

Vorrei dunque ora esaminare brevemente alcuni aspetti relativi a proprietà spettrografiche delle galassie in particolare delle galassie ellittiche sapendo come alcune di queste proprietà, quali il cosiddetto “UV-Upturn” (eccesso di luminosità UV evidente negli spettri integrati delle galassie ellittiche) possano essere ricondotte certamente alle caratteristiche degli stadi evolutivi delle popolazioni stellari ma anche come detto ai processi di perdita di massa causati dalle interazioni con i pianeti.

L’UV-Upturn come detto è un eccesso di emissione ultravioletta che può essere osservato nelle SEDs delle galassie ellittiche e nei nuclei delle galassie a spirale (Code & Welch 1979). Possono essere diverse le cause di questo eccesso nelle emissioni UV per quanto la ricerca in questo campo per poterle identificare con certezza sia ancora oggi in un percorso difficile e complesso. Fra le sorgenti che originano i processi radiativi che possono causare l’UV-Upturn sono comunque state identificate, fra le altre, stelle calde (più di 30.000-40.000 K), stelle blu del Braccio orizzontale e nuclei di Nebulose planetarie. In Figura 5.15 è evidenziato un fenomeno di eccesso nell’Ultravioletto (UV-Upturn) nella SED della galassia

ellittica NGC 4649 mentre in Figura 5.16 sono rappresentati diversi percorsi evolutivi di stelle del Braccio orizzontale ove è evidente che le stelle meno massive iniziano il loro percorso evolutivo a temperature maggiori (Buzzoni 2007).

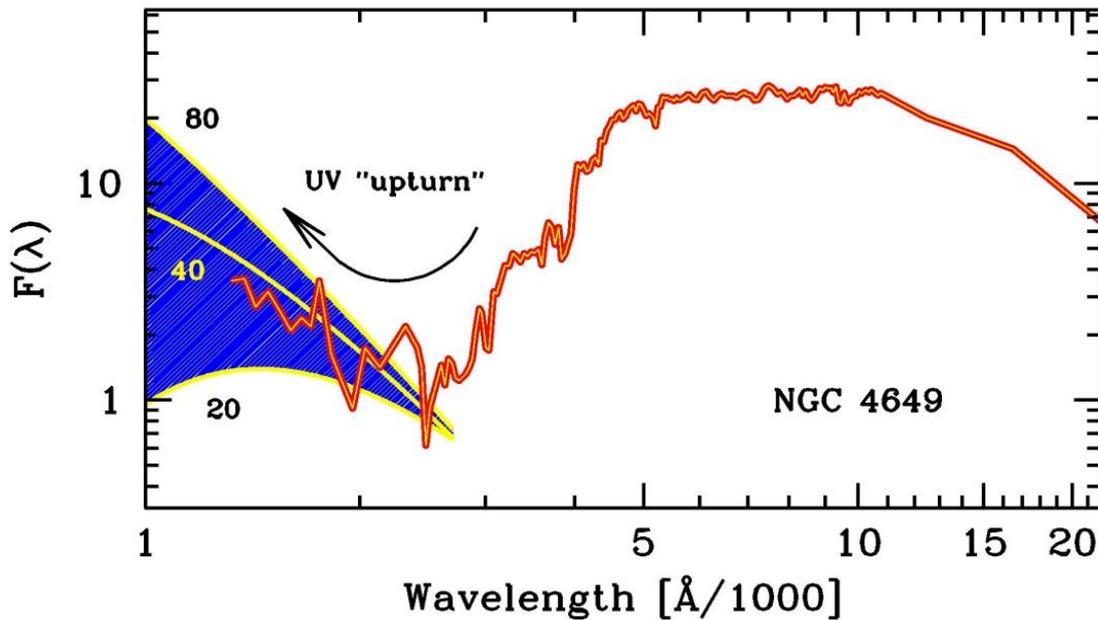


Figura 5.15: SED della galassia ellittica NGC 4649 nella quale è evidenziato l'eccesso di emissione ultravioletta (UV-Upturn). Il fenomeno dell'eccesso nell'emissione UV è qui posto in relazione con tre curve da corpo nero (a 20.000, 40.000 ed 80.000 K) per evidenziare che i maggiori contributori delle emissioni UV osservate sono stelle con temperatura attorno ai 40.000 K (Buzzoni 2007).

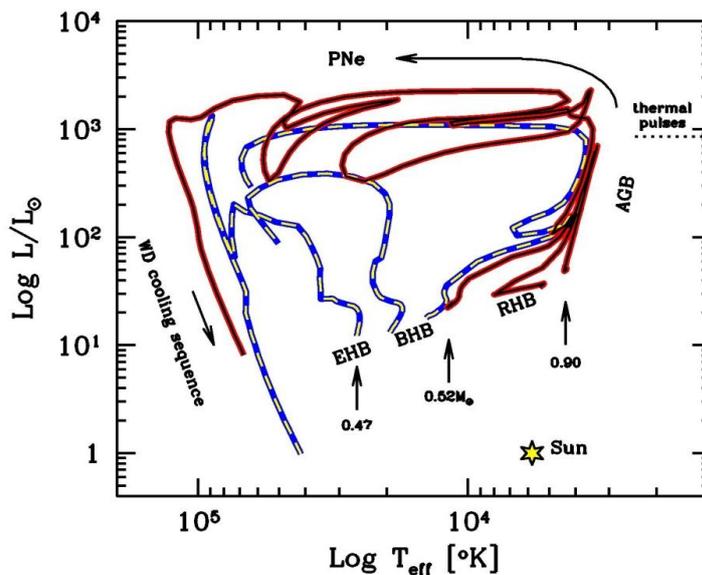


Figura 5.16: Differenti percorsi evolutivi di stelle dal Braccio orizzontale (Dorman, Rood, O'Connell 1993) dai quali risulta evidente come le stelle meno massive iniziano il loro percorso a temperature maggiori (Buzzoni 2007).

Abbiamo precedentemente osservato come la morfologia del Braccio orizzontale possa essere condizionata dalla presenza di pianeti nelle fasi evolutive del RGB. Naturalmente sappiamo che stelle calde nel Braccio orizzontale hanno un involuppo sottile ed il processo di perdita di massa che porta a questo esito morfologico del Braccio orizzontale può dunque essere generato da interazioni con corpi planetari eventualmente presenti nel sistema durante il RGB. E' possibile sostenere dunque come la presenza di corpi planetari nei sistemi stellari sia in relazione con le variazioni delle emissioni UV osservabili negli stessi spettri integrati delle galassie ellittiche.

Cito a titolo di esempio un recente studio (Buzzoni et al. 2012) in cui analizzando la SED dell'ammasso aperto NGC 6791 si evidenzia come in questo caso i principali responsabili della luminosità UV e dell'UV-Upturn siano stelle con $T_{\text{eff}} \gtrsim 10,000$ K (lo studio su questo ammasso aperto è importante in quanto NGC 6791 è un buon esempio di come le popolazioni stellari di tali ammassi possano influenzare la luminosità UV negli spettri integrati delle galassie ellittiche).

In questo caso si ha per il contributo delle emissioni UV delle stelle calde (come detto a $T_{\text{eff}} \gtrsim 10,000$ K) alla luminosità bolometrica totale dell'ammasso (Buzzoni et al. 2012):

$$\frac{L_{\text{hot*}}^{\text{UV}}}{L_{6791}^{\text{bol}}} = \frac{430}{25,350} = 0.017 \pm 0.004 \quad [5.47]$$

In Figura 5.17 è mostrata la SED sintetica dell'ammasso aperto NGC 6791 mentre in Figura 5.18 è mostrata la posizione di NGC 6791 in un diagramma $H\beta$ - colore UV (1550-V) rispetto ad una serie di galassie ellittiche in diversi stadi evolutivi e la distribuzione delle galassie con UV-Upturn.

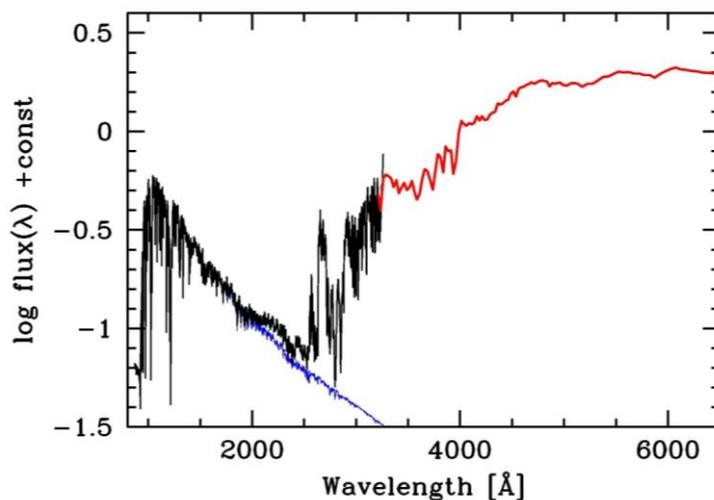


Figura 5.17: SED sintetica dell'ammasso aperto NGC 6791 in cui è evidente come i principali contributori al fenomeno dell'eccesso di emissione nell'ultravioletto (UV-Upturn) siano stelle con $T_{\text{eff}} \gtrsim 10,000$ K (linea blu) (Buzzoni et al. 2012).

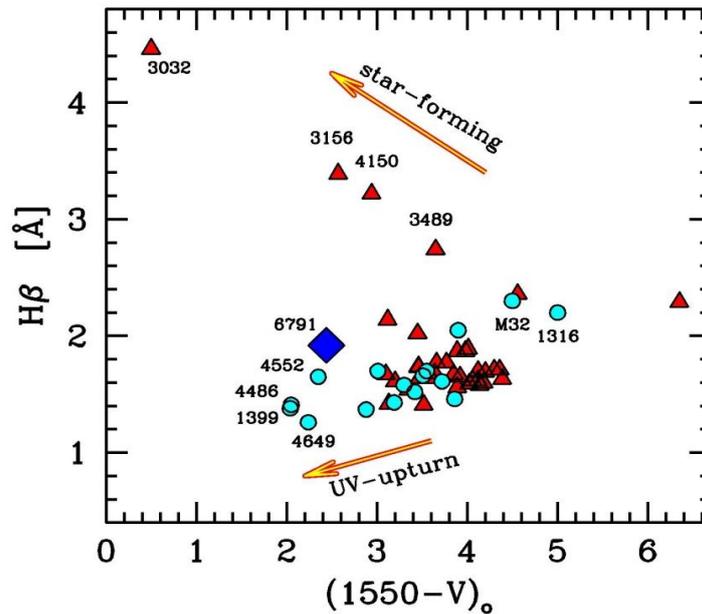


Figura 5.18: Posizione dell'ammasso aperto NGC 6791 in un diagramma $H\beta$ – colore UV ($1550-V$) comparata con una serie di galassie ellittiche in differenti stadi evolutivi. L'ammasso è rappresentato dal rombo blu. Nel diagramma è evidente anche la distribuzione delle galassie con UV-Upturn (Buzzoni et al. 2012).

Nel prossimo paragrafo vorrei iniziare trattando brevemente della possibile influenza dei pianeti sui campi magnetici delle stelle e conseguente variazione del momento angolare dell'involuppo stellare. Successivamente tornerò a trattare delle fasi di evoluzione stellare, di sistemi binari e di parametri orbitali.

5.5 Effetti dei pianeti sul campo magnetico stellare

La presenza di pianeti nei sistemi stellari può influenzare come abbiamo visto l'evoluzione di alcuni parametri fisici delle stelle e del loro involucro. Ho inoltre osservato che il pianeta agisce attraverso interazioni dinamiche di natura mareale sul valore del momento angolare dell'involuppo ma l'eventuale presenza di caldi pianeti molto massivi può avere effetti anche sull'attività magnetica della stella (Poppenhaeger & Wolk 2013) e viceversa. L'attività magnetica caratteristica di stelle fredde (della classe spettrale F-M ovvero stelle con la più alta probabilità di ospitare corpi planetari nel sistema) come l'emissione ad alta energia dalla corona, macchie ed altre attività legate alla presenza del campo magnetico, può influenzare i processi formativi ed evolutivi dei pianeti. Fenomeni di evaporazione e dissipazione di massa dalle atmosfere possono essere indotti dalle emissioni ad alta energia in tutti i corpi presenti nel sistema (Vidal-Madjar et al. 2003; Lecavelier Des Etangs et al. 2010; Penz et al. 2008). Tali emissioni radiative ed

eiezioni di massa sono dovute anche ad attività magnetiche presenti nelle corone stellari. Le emissioni ad alta energia a causa delle variazioni dell'attività magnetica si riducono nel tempo (In Figura 5.19 si osserva l'effetto sulla rotazione stellare nel tempo dell'attività magnetica con la conseguente riduzione delle emissioni ad alta energia mentre in Figura 5.20 si osserva l'attività magnetica di alcuni sistemi binari che risulta essere maggiore ove sono presenti pianeti nel sistema a causa degli effetti dovuti alle interazioni dinamiche mareali) condizionando così i fenomeni interattivi con i pianeti eventualmente presenti nel sistema.

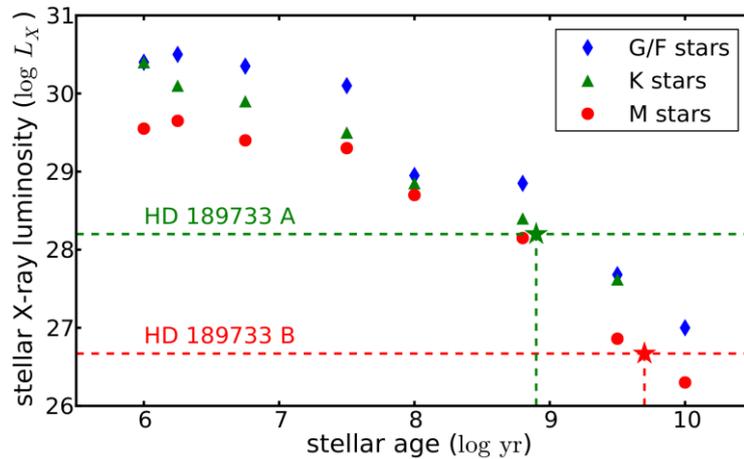


Figura 5.19: Diminuzione nel tempo delle emissioni X di alcune classi spettrali di stelle come indicatori dell'attività magnetica e sua influenza sulla rotazione stellare. L'attività magnetica è a sua volta influenzata dalla possibile presenza di pianeti nel sistema. Le linee tratteggiate si riferiscono a due sistemi binari (Poppenhaeger & Wolk 2013).

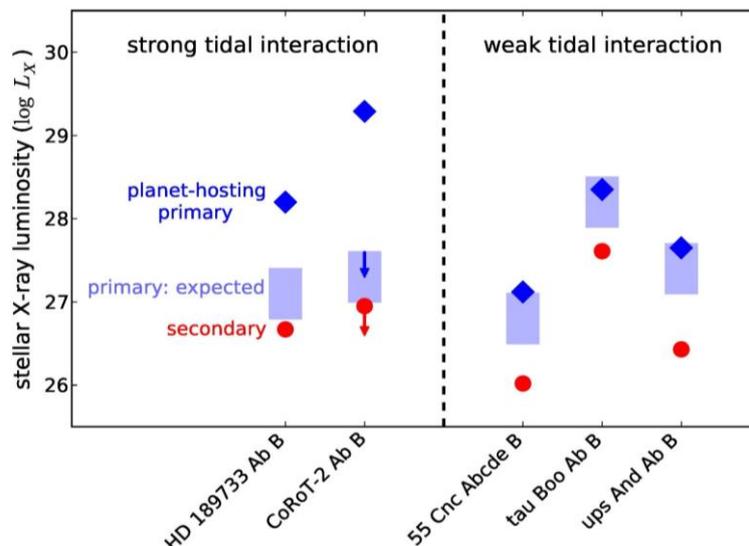


Figura 5.20: L'attività magnetica nei sistemi binari è maggiore ove siano presenti pianeti attorno ad un componente del sistema. In figura alcuni esempi relativi a sistemi binari vicini. Le differenze sono evidenti anche nel caso in cui sia presente una forte interazione dinamica mareale tra i pianeti e le stelle (pannello di sinistra) (Poppenhaeger & Wolk 2013).

Sistema	Primaria	a (UA)	M_p (M_J)	$\log L_X^{A(att)}$ (erg/s)	$\log L_X^{A(oss)}$ (erg/s)
HD 189733	K1V	0.03	1.138	27.1	28.2
CoRoT-2	G9V	0.01	2.0	27.3	29.3
55 Cnc	K2V	0.03	>0.0001	26.8	27.12
τ Boo	F6V	0.03	>1.0	28.2	28.35
ν And	F7V	0.03	>1.0	27.2	27.65

Tabella 5.4: Valori della luminosità X attesi ed osservati in alcuni sistemi binari condizionati dalla presenza di pianeti nei sistemi. Sono indicati anche la separazione orbitale in UA e la massa dei pianeti.

Questi possono essere loro stessi la causa delle variazioni dell'attività magnetica stellare influenzando così i parametri legati alla velocità di rotazione della stella (Cuntz et al. 2000; Shkolnik et al. 2005; Kashyap et al. 2008). Osservando in particolare vicini sistemi binari è possibile studiare le variazioni delle luminosità X causate da interazioni dinamiche mareali di possibili pianeti presenti e conseguenti variazioni dei campi magnetici (in Tabella 5.4 sono elencati valori di luminosità X ed altri parametri osservati in diversi sistemi binari e condizionati dall'attività dinamica mareale dei pianeti presenti nei sistemi).

E' evidente dunque come nei sistemi ove sono presenti fenomeni di interazione dinamiche mareali causate dai pianeti questi condizionino pesantemente l'attività magnetica stellare con conseguenze anche sui meccanismi di dissipazione di massa dalle atmosfere planetarie sulle stesse fasi evolutive su larga scala temporale e sulla rotazione stellare (Levesque et al. 2012; Wright et al. 2012).

Le interazioni dinamiche fra pianeti e stelle possono influenzare anche altri parametri quali quelli orbitali. La distribuzione orbitale di pianeti attorno a stelle di piccola e media massa è un dato di difficile e complessa valutazione e quantificazione. Sul piano osservativo sono evidenti molte differenze e queste possono essere causate sia dai processi evolutivi delle stelle che dagli stessi meccanismi di formazione planetaria (Johnson et al. 2007b; Sato et al. 2008; Currie 2009).

5.6 Interazioni planetarie in sistemi stellari binari

Vediamo sinteticamente a conclusione di questo capitolo alcuni ulteriori risultati da studi sempre sui parametri orbitali e processi di formazione planetaria ma riferiti alle interazioni di pianeti all'interno di sistemi binari (tornando dunque a quanto esposto all'inizio di questa parte in relazione agli studi di Orsola De Marco sul CEE). Espongo dunque alcuni risultati da recenti simulazioni N -body su ammassi stellari della nostra galassia per lo studio dei processi di formazione ed

evoluzione orbitale dei pianeti (Perets e Kouwenhoven 2012) e quindi dei fenomeni di interazione con corpi planetari in sistemi binari:

- l'eccentricità orbitale planetaria in sistemi binari è funzionale alla distribuzione termica $dN/de = 2e$ (Figura 5.21)
- la funzione di massa in sistemi binari con corpi planetari ha un andamento crescente in funzione della massa del componente primario del sistema (Figura 5.22)
- la distribuzione orbitale dei componenti secondari siano essi stelle o pianeti in sistemi binari è omogenea (Figura 5.23).

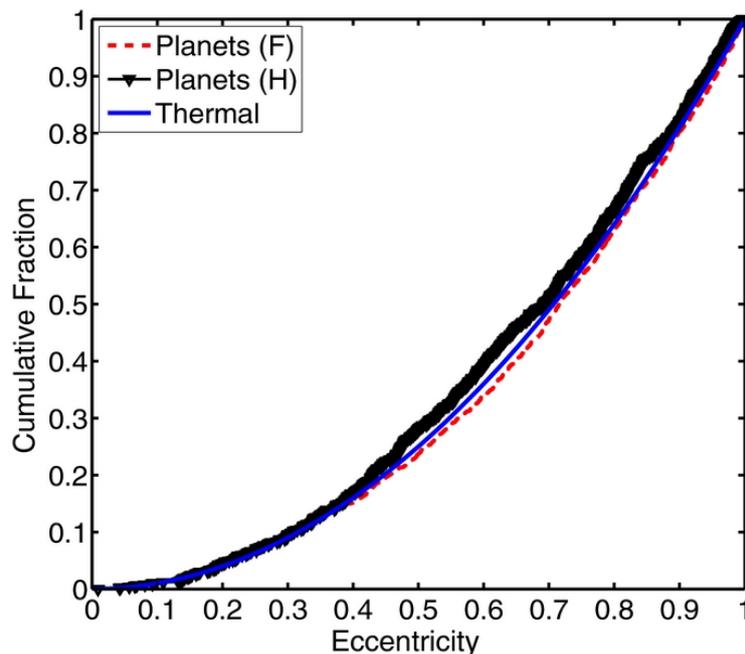


Figura 5.21: Distribuzione dell'eccentricità cumulativa delle orbite planetarie in sistemi binari il cui andamento è molto simile alla distribuzione termica (linea blu). Le linee si riferiscono ai modelli omogeneo (H) e frattale (F) dello studio di Perets & Kouwenhoven (2012).

In questo capitolo ho trattato di un tema assai complesso esaminando i risultati derivanti da studi recenti, quali quelli di Orsola De Marco, Eva Villaver, Mario Livio e meno recenti quali quelli di Noam Soker. Ho cercato di costruire un percorso omogeneo per un'analisi lineare dei vari parametri fisici che risultano variare durante i fenomeni interattivi fra pianeti e stelle nelle loro fasi evolutive partendo dall'evoluzione dell'involuppo comune in sistemi binari. La più interessante conseguenza teorica dallo studio di questi fenomeni è che rimangono aperti interrogativi su quali siano i reali meccanismi alla base dei processi di evoluzione stellare e che portano alla morfologia del percorso evolutivo delle stelle.

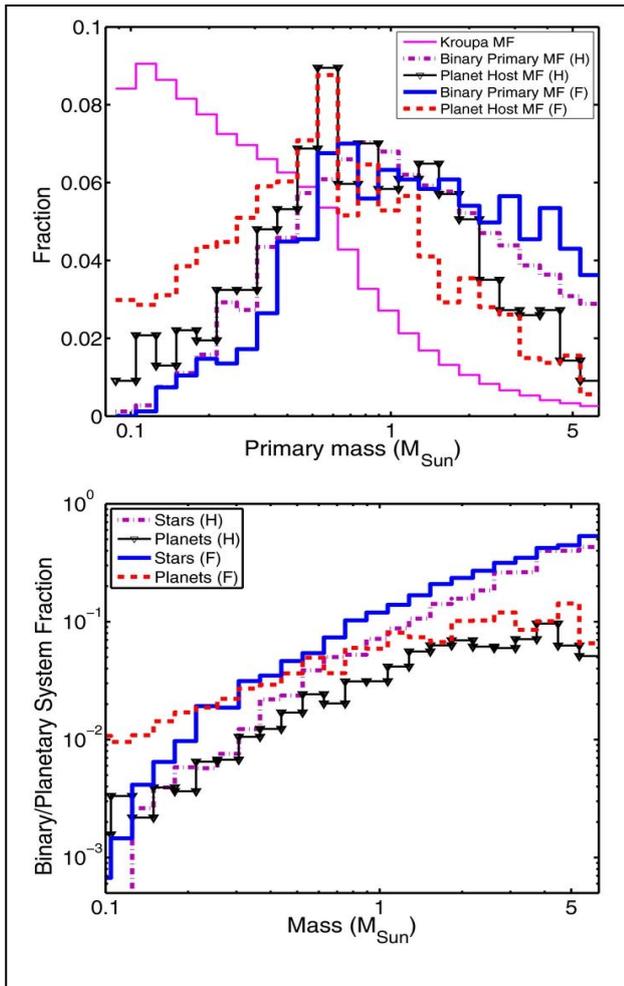


Figura 5.22: Andamento della funzione di massa di pianeti e stelle (pannello inferiore) e della massa primaria (pannello superiore) in sistemi binari riferite al modello omogeneo (H) e frattale (F) dello studio di Perets & Kouwenhoven (2012).

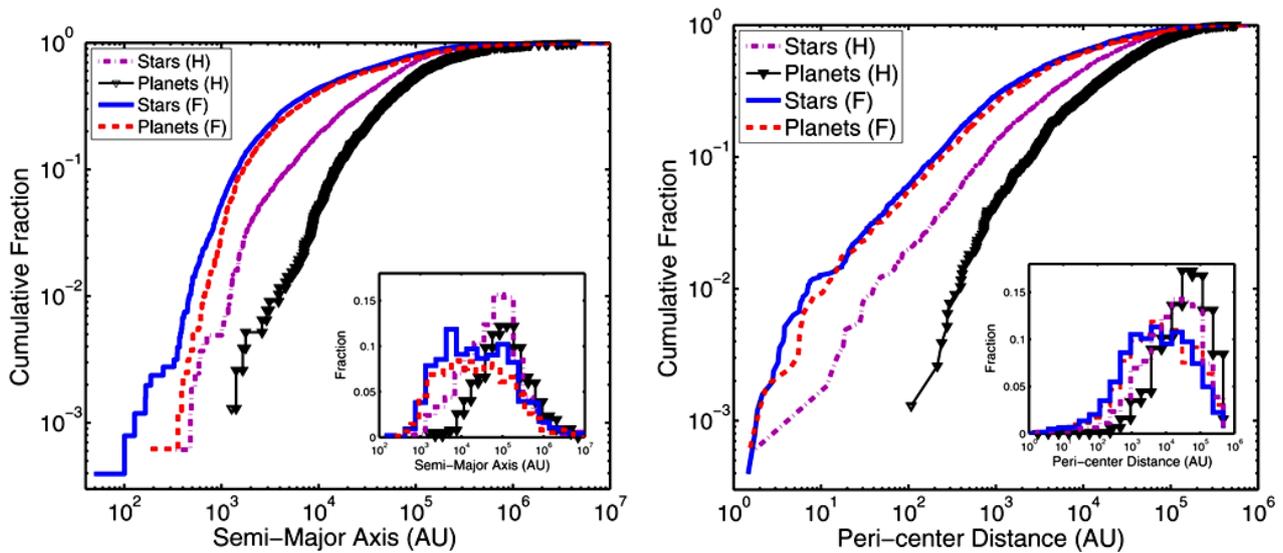


Figura 5.23: Funzione di distribuzione del semiasse maggiore (pannello di sinistra) e della distanza dal corpo centrale del sistema (pannello di destra) di pianeti e stelle in sistemi binari secondo uno studio su 100 modelli (Perets & Kouwenhoven 2012) e riferite ai modelli omogeneo (H) e frattale (F) dello studio di Perets & Kouwenhoven (2012).

La più importante considerazione è che i processi di formazione planetaria e di interazione dinamica con i pianeti possono dunque influenzare i meccanismi che determinano l'evoluzione stellare basti pensare agli esiti morfologici dell'HB, al tasso di perdita di massa stellare ed alla variazione del momento angolare dell'involuppo delle stelle. E' facile immaginare che la ricerca in questo campo abbia un grande spazio in cui poter agire e di approfondimento negli anni futuri e nei risultati potrebbero esserci implicazioni sulle teorie cosmologiche e di formazione delle strutture cosmiche come conseguenza delle modifiche che dovrebbero intervenire nel definire le leggi fondamentali che governano i processi di evoluzione stellare.

Conclusioni

Nello svolgimento e nella compilazione della mia Tesi ho cercato di porre l'attenzione su aspetti metodologici, teorici e filosofico-storiografici legati alla ricerca dei mondi extra-solari che potessero essere in qualche modo fra i più significativi in relazione ad un mio particolare e personale interesse: comprendere quali siano i possibili percorsi di ricerca futuri. Nella scelta delle fonti e nel presentarne l'analisi dei risultati principali ho dunque cercato di rispettare questo mio bisogno. Il risultato è stato quello di aver costruito un percorso che al di là del rigoroso esame dei contenuti e della loro esposizione cercasse di far comprendere a quali obiettivi sia in campo osservativo che teorico potesse giungere la ricerca in questo importante e molto affascinante settore dell'Astrofisica moderna.

L'introduzione storiografica potrebbe sembrare però non in grado di riflettere questo mio bisogno di comprendere quali siano le prospettive della ricerca nel campo dello studio dei pianeti extra-solari. Ovviamente un'analisi storica è proiettata al passato. In realtà le motivazioni che mi hanno portato alla realizzazione dell'introduzione sono principalmente due: in primo luogo la necessità di avere un quadro storiografico sul quale poter basare i successivi percorsi analitici, quindi la fondamentale importanza che hanno le implicazioni filosofiche per comprendere quali siano le motivazioni profonde che stimolano la ricerca di mondi lontani.

Un altro parametro fondamentale che ho rispettato nella compilazione della Tesi è stato quello di costruire un percorso lineare che facesse riferimento ad alcuni studi a mio avviso fra i più significativi nel campo della ricerca dedicata agli esopianeti. In questo senso ho fatto riferimento ad importanti studi relativi alla scoperta di esopianeti (ad esempio HR 8799 e Gliese 86b) facendo in modo che la loro trattazione si inserisse in un percorso lineare. Di conseguenza un singolo pianeta utilizzato come esempio viene studiato sia sul piano storiografico che su quello metodologico e relativo alla strumentazione dedicata alla sua detezione.

Il capitolo sui metodi di ricerca ha seguito inoltre un percorso che alterna l'esame delle diverse tecniche di detezione degli esopianeti (microlente gravitazionale, astrometria, velocità radiale, transiti ed immagine diretta) a momenti storiografici e di esame generico delle tecniche strumentali che permettono l'applicazione di questi metodi e dei loro principi fondamentali. L'analisi più approfondita di alcuni studi relativi ad importanti programmi di ricerca (come quelli dei programmi OGLE e MOA) mi è sembrata utile per avere una descrizione dettagliata dei metodi applicativi e delle basi teoriche delle tecniche di detezione e di trasformazione dei dati acquisiti.

Il capitolo dedicato ai fenomeni di interazione dinamica tra pianeti e stelle durante le fasi di evoluzione stellare esamina i risultati dei principali studi in questo settore di ricerca. Le conclusioni che possono trarsi dall'analisi di questi risultati sono di fondamentale importanza: i pianeti possono avere un ruolo nel condizionare le fasi di evoluzione stellare e di conseguenza possono causare la variazione dei parametri fisici delle stelle, del loro ambiente e delle caratteristiche spettrografiche delle galassie.

Bibliografia

- Wittenmyer et al. 2006, AJ,132,177-188
- Van de Kamp, P., 1969, AJ,74,238
- Konacki & Wolszcan, 2003, ApJL,591,L147-L150
- Lathan et al. 1989, Nature,339,pp38-40
- Wolszcan & Frail 1992, Nature 355 145W
- Kane et al. 2011, ApJL,735,L41
- Campbell et al. 1988, ApJ 331 902C
- Walker,G.A.H., 1992, ApJL,396,L91-L94
- Henry, Marcy, Butler & Vogt, 1999, CBAT 1999IAUC.7307
- Sahlmann et al. 2012, A&A Vol 551 idA52
- Launhardt et al. 2008, SPIE 7013
- Abuter et al. 2010, SPIE Vol 7734
- Raymond et al. 2007, AGU 2007GBioC
- Hatzes et al. 2003, ApJ,599,1383-1394
- Han et al. 2012, ApJ,762,L28H
- Gaudi et al. 2008, Science 319 927
- Bennett et al. 2010, ApJ,713,837
- Gaudi et al. 1999, ApJ,502,L33
- Udalsky, A, 2003, Acta Astr.,50,291
- Gould, A., 2000, ApJ,542,785
- Kainset et al. 2013, A&A,552A,70K
- Dominik, M, 1998, A&A,329,361
- An et al. 2002, ApJ,572,521
- Gould, A, 2004, ApJ,606,319

Yoo et al. 2004, ApJ,603,139
Kennedy & Reyon 2008, ApJ,673,502
Yee et al. 2012, ApJ,769,77Y
Zoccali et al. 2001, AJ,121,2638
Gould et al. 2010, ApJ,720,1073
Janczack et al. 2010, ApJ,711,731
Beaulieu et al. 2006, Nature,439,437
Glossfield et al. 2012, ApJ,752,81C
Tineti et al. 2007, Nature,448,169-171
Henry et al, 2013, ApJ,768,155H
Fisher et al, 2003, ApJ,586,1394
Wittenmyer et al. 2009, ApJS,182,97
Wright et al. 2009, ApJS,182,205
Benedict et al. 2010, ApJ,139,1844
Baliunas et al. 1995, ApJ,438,269
Baliunas et al. 1998, ASP p.153
Lockwood et al. 2007, ApJS,171,260
Lovis et al. 2011, A&A submitted
Dragonir et al. 2011, AJ,142,115D
Quanz et al. 2012, A&A,541A.133Q
Cassan et al. 2012, Nature,481,167
Kjurkchieva et al. 2013, MNRAS,431.3654K
Ygouf et al 2013, A&A,551A.138Y
Hinkley et al. 2011, AS Pacific,123,74
Beuzit et al. 2008, SPIE Vol 7014
Martinache & Guyon 2009, SPIE Vol 7440
Enya et al. 2011, SPIE 2011

Scheffer, N, 2013, arXiv1301.0825S
Guyon et al. 2013, ApJ,767,11G
Oppenheimer et al. 2013, ApJ,768,240
Dekany et al 2006, SPIE Vol 6272
Dekany et al 2007, The Maui E.D. Pe64
Soummer et al. 2009, ApJ,695,695
Sivara & Loyd 2005, ApJ,633,528
Soummer, R, 2005, ApJ,618,L161
Soummer et al. 2003a, EAS 93-105
Soummer et al. 2003b, A&A,397,1161
Vasisht et al. 2012, PASP submitted
Zhai et al. 2012, SPIE vol 8447
Hinkley et al 2011c, PASP,123,74
Hinkley et al. 2008, SPIE 7015
Hinkley , S., 2009, Thesis Columbia University
Oppenheimer et al. 2012, SPIE CS 8447
Marengo et al. 2009, ApJ,700,1647-1657
Barros et al. 2011, MNRAS,419.1248B
Steele et al. 2008, SPIE CS Vol 7014
Gibson et al. 2008, A&A,492,603
Dhillon et al. 2007, MNRAS,378,825
Matter et al. 2010, A&A,515,A69
Chauvin et al. 2009, AIPC.1158..183C
Quanz et al. 2010, ApJ, 722L,49Q
Colavita et al. 2004, PASP,116,876
Meisner & Le Poole 2003, SPIE CS 4838
Caldwell et al. 2010, ApJL,713,L92-L96

Ramsey et al. 2008, PASP,120,887R
Fisher et al. 2008, ApJ,675,790F
Skemer et al. 2012, ApJ,753,14S
Greene et al. 2013, ExoPAG SAG Report
Haas et al. 2010, AJ Letters
Bonomo et al. 2012, A&A,547A.110B
Howard et al. 2011, ApJS,201,15
Eyer et al. 2013, CEAB 37 115E
Sozzetti et al. 2013, MNRAS.tmp.2615S
Ivanova et al. 2012, A&A,Rv,21 59I
Artymowicz et al. 1991, ApJL,370,L35
Lineweaver & Grether 2003, ApJ,598,1350
Bower et al. 2010, ApJ,709,396
Passy et al. 2012, ApJ,759L,30P
De Marco et al. 2011, IAUS 282 517D
Paczynski B. 1971, Annual Reviews 1971
Davis et al. 2012, MNRAS,419,287
Kashi & Soker 2011, MNRAS,417.1466K
Charpinet et al. 2011, Nature,480,496
Setiawan et al. 2010, Science,330,1642
Murray et al. 1993, ApJ,407,588
Zahnle, K.J., 1992, Journal of Geophysical Research 97,10243
Klein et al. 1994, ApJ,420,213
Ricker & Taam 2008, ApJ,672,L41
Bear & Soker 2012, ApJ,749,L14
Villaver & Livio 2007, ApJ,661,1192-1201
Livio & Soker 1984, MNRAS,208,763

- Zahn, J.P., 1977, *A&A*,57,383
- Burrows et al. 2001, *Rev. Mod. Phys.* 73,719
- Hubbard et al. 2002, *ARA&A*,40,103
- Bauer & Lemmer 2004, *Planetary Aeronomy Ed.* Springer
- Tian et al. 2005, *ApJ*,621,1049
- Lammer et al. 2003, *ApJ*,598,L121
- Baraffe et al. 2004, *A&A*,419,L13
- Jaritz et al. 2005, *A&A*,439,771
- Lecavelier des Etanges et al. 2004, *A&A*,418,L1
- Parker, E.N., 1963, *Interplanetary Dyn. Proc.* (New York Ed: Wiley)
- Soker, N., 1999, *MNRAS*,306,806
- Chu et al. 2001a, *ApJ*,546,L61
- Chu et al. 2001b, *ApJ*,553,L69
- Villaver et al. 2003, *ApJ*,585,L49
- Guerrero et al. 2002, *A&A*,387,L1
- Guerrero et al. 2005, *A&A*,430,L69
- De Marco & Soker 2011, *A.S. of the Pacific Vol 123 No902 pp 402-411*
- Soker, N. 1996, *ApJ*,460,L53
- Nordhaus et al. 2010, *MNRAS*,408,631
- Iben & Tutukov 1985, *ApJS*,58,661
- Soker, N., 1998, *ApJ*,496,833
- Buzzoni et al. 2006, *MNRAS*,368,877B
- Soker, N. 1998, *AJ*,116,1308-1313
- D'Cruz et al. 1996, *ApJ*,466,359
- Spitzzer, L. 1947, *The Atm. Of the Earth and Planets Ed: Kuiper*
- Livio & Soker 1984, *MNRAS*,208,763
- Soker, N. 1992, *ApJ*,389,628

Harpaz & Soker 1994, MNRAS,270,734
Iben & Livio 1993, PASP,105,1373
Soker, N., 1997, ApJS,112,487
Livio & Soker 1988, ApJ,329,764
Sosis et al. 1997, ApJ,480,L35
Villaver & Livio 2009, ApJ,705,L81-L85
Bondi & Hoyle 1944, MNRAS,104,273
Ruderman & Spiegel 1971, ApJ,165,1
Reimers 1975, Mem. Soc. R. Sci. Liège,8,369
Alexander et al. 1976, ApJ,204,879
Ostriker 1999, ApJ,513,252
Rosenhead 1963, LBL (Oxford)
Buzzoni et al. 2008, ApJ,686,1007B
Greggio & Renzini 1990, ApJ,364,35
Castellani & Tornambé 1991, ApJ,381,393
Dorma net al. 1993, ApJ,419,596
Sweigart & Gross 1976, ApJS,32,367
Seidel et al. 1987, ApJ,313,192
Charbonnel et al. 1996, A&AS,115,339
Piersanti et al. 2004, MNRAS,353,243
Code & Welch 1979, ApJ,228,95
Buzzoni, A., 2007, ASPC,374,311B
Buzzoni et al. 2012, ApJ,749,35B
Poppenhaeager & Wolk 2013, 2013arXiv1309.6356P
Vidal-Madjar et al. 2003, Nature,422,143
Lecavelier Des Etanges et al. 2010, A&A,514,A72
Penz et al. 2008, A&A,477,309

Cuntz et al. 2000, ApJL,533,L151

Shkolnik et al. 2005, ApJ,622,1075

Kashyap et al. 2008, ApJ,687,1339

Levesque et al. 2012, ApJ,751,67

Wright et al. 2012, ApJ,753,160

Perets & Kouwenhoven 2012, ApJ,750,83

Tinetti, G., 2013, I pianeti extrasolari, Il mulino

Guaita, C., 2009, I pianeti e la vita, Gruppo B editore

Appendice: Catalogo degli esopianeti scoperti

In questa appendice viene presentato un elenco degli esopianeti scoperti aggiornato al 26 Novembre 2013. Sono elencati due parametri fondamentali riferiti al pianeta: la massa ed il raggio. I valori sono presentati privi di errori e sono espressi in massa e raggio gioviani (fonte: <http://exoplanets.eu>).

PIANETA	MASSA (M_J)	RAGGIO (R_J)
11 Com b	19.4	–
11 UMi b	10.5	–
14 And b	5.33	–
14 Her b	4.64	–
16 Cyg B b	1.68	–
18 Del b	10.3	1.7
1RXS1609	14	–
24 Sex b	1.99	–
24 Sex c	0.86	–
2M 0103(AB) b	13	–
2M0122-2439 b	13	–
2M 044144 b	7.5	0.97
2M 0746+20 b	30	0.92
2M 2140+16 b	20	1.3
2M 2206-20 b	30	–
2M1207 b	4	–
30 Ari B b	9.88	–
4 Uma b	7.1	–
42 Dra b	3.88	–
47 Uma b	2.53	–
47 Uma c	0.54	–

47 Uma d	1.64	-
51 Peg b	0.468	-
55 Cnc b	0.8	-
55 Cnc c	0.169	-
55 Cnc d	3.835	-
55 Cnc e	0.0261775	0.177536
55 Cnc f	0.144	-
6 Lyn b	2.4	-
61 Vir b	0.016	-
61 Vir c	0.0573	-
61 Vir d	0.072	-
7 CMa b	2.6	-
70 Vir b	6.6	-
75 Cet b	3.0	-
81 Cet b	5.3	-
91 Aqr b	3.2	-
AB Pic b	13.5	-
BD+48 738 b	0.91	-
BD+15 2940 b	1.11	-
BD+20 274 c	4.2	-
BD-061339 b	0.027	-
BD-061339 c	0.17	-
BD-082823 b	0.045	-
BD-082823 c	0.33	-
BD-10 3166 b	0.48	-
BD-17 63 b	5.1	-
BD14 4559 b	1.47	-
BD20 2457 b	21.42	-
BD20 2457 c	12.47	-
CD-35 2722 b	31	-
CFBDS 1458 b	6.5	-
CHXR 73 b	12	-

CT Cha b	17	2.2
CoRoT-1 b	1.03	1.49
CoRoT- 10 b	2.75	0.97
CoRoT- 11 b	2.33	1.43
CoRoT- 12 b	0.917	1.44
CoRoT- 13 b	1.308	0.885
CoRoT- 14 b	7.6	1.09
CoRoT- 16b	0.0535	1.17
CoRoT- 17 b	2.43	1.02
CoRoT- 18 b	3.47	1.31
CoRoT- 19 b	1.11	1.29
CoRoT- 2 b	3.31	1.465
CoRoT- 20 b	4.24	0.84
CoRoT- 21 b	2.26	1.3
CoRoT- 23b	2.8	1.08
CoRoT- 25 b	0.27	1.08
CoRoT- 26 b	0.52	1.26
CoRoT- 3 b	21.77	1.01
CoRoT- 4 b	0.72	1.19
CoRoT- 5 b	0.467	1.33
CoRoT- 6 b	2.96	1.166
CoRoT- 7 b	0.0233458	0.148988
CoRoT- 7 c	0.0264	-
CoRoT- 8 b	0.215839	0.569186
CoRoT- 9 b	0.84	0.94
DH Tau b	11	-
DP Leo b	6.05	-
FU Tau b	15.0	-
Fomalhaut b	2	-
GJ 1214 b	0.0203253	0.238202
GJ 176 b	0.0265	-
GJ 3021 b	3.37	-

GJ 317 b	1.8	-
GJ 317 c	2	-
GJ 328 b	2.3	-
GJ 3470 b	0.0437341	0.373807
GJ 3634 b	0.022	-
GJ 433 b	0.0182	-
GJ 433 c	0.14	-
GJ 436 b	0.0737	0.365
GJ 504 b	4	-
GJ 667C b	0.01718	-
GJ 667C c	0.0134	-
GJ 667C d	0.0218	-
GJ 667C e	0.0085	-
GJ 667C f	0.0085	-
GJ 667C g	0.0145	-
GJ 674 b	0.037	-
GJ 676A b	4.95	-
GJ 676A c	3.0	-
GJ 676A d	0.014	-
GJ 676A e	0.036	-
GJ 832 b	0.64	-
GJ 849 b	0.9	-
GJ 849 c	0.77	-
GQ Lup b	21.5	1.8
GSC 06214-00210 b	17	-
Gj 163 b	0.0334	-
Gj 163 c	0.02285	-
Gj 163 d	0.06945	-
GJ 179 d	0.82	-
GJ 581 b	0.05	-
GJ 581 c	0.017	-
GJ 581 d	0.019	-

GJ 581 e	0.0061	-
GJ 649 b	0.328	-
GJ 649 c	0.03	-
GJ 765 b	0.053	-
GJ 86 b	4.01	-
Gliese 876 b	2.2756	-
Gliese 876 c	0.7142	-
Gliese 876 d	0.021	-
Gliese 876 e	0.046	-
HAT-P1 b	0.525	1.319
HAT-P11 b	0.082434	0.421983
HAT-P12 b	0.21049	0.954592
HAT-P13 b	0.85	1.28
HAT-P13 c	14.5	-
HAT-P14 b	2.2	1.2
HAT-P15 b	1.946	1.072
HAT-P16 b	4.193	1.289
HAT-P17 b	0.534	1.01
HAT-P17 c	1.4	-
HAT-P18 b	0.196961	0.990277
HAT-P19 b	0.292	1.132
HAT-P2 b	8.74	0.951
HAT-P20 b	7.246	0.867
HAT-P21 b	4.063	1.024
HAT-P22 b	2.147	1.08
HAT-P23 b	2.09	1.368
HAT-P24 b	0.685	1.242
HAT-P25 b	0.567	1.19
HAT-P26 b	0.0585219	0.564726
HAT-P27-WASP-40 b	0.66	1.055
HAT-P28 b	0.626	1.212
HAT-P29 b	0.778	1.107

HAT-P3 b	0.591	0.827
HAT-P30 WASP-S1 b	0.711	1.34
HAT-P31 b	2.171	1.07
HAT-P32 b	0.941	2.037
HAT-P33 b	0.763	1.827
HAT-P34 b	3.328	1.107
HAT-P35 b	1.054	1.332
HAT-P36 b	1.832	1.264
HAT-P37 b	1.169	1.178
HAT-P38 b	0.267	0.825
HAT-P39 b	0.599	1.571
HAT-P4 b	0.68	1.27
HAT-P40 b	0.615	1.73
HAT-P41 b	0.812	1.529
HAT-P42 b	0.975	1.277
HAT-P43 b	0.66	1.283
HAT-P44 b	0.392	1.28
HAT-P44 c	1.6	-
HAT-P45 b	0.892	1.426
HAT-P46 b	0.493	1.284
HAT-P46 c	2	-
HAT-P5 b	1.06	1.252
HAT-P6 b	1.057	1.33
HAT-P7 b	1.8	1.421
HAT-P8 b	1.34	1.5
HAT-P9 b	0.67	1.4
HATS-1 b	1.855	1.302
HATS-2 b	1.345	1.168
HATS-3 b	1.071	1.381
HD 100655 b	1.7	-
HD 100777 b	1.16	-
HD 10180 c	0.041217	-

HD 10180 d	0.03696945	-
HD 10180 e	0.07897304	-
HD 10180 f	0.07519743	-
HD 10180 g	0.06733159	-
HD 10180 h	0.0202624	-
HD 101930 b	0.3	-
HD 102117 b	0.172	-
HD 102195 b	0.45	-
HD 102272 b	5.9	-
HD 102272 c	2.6	-
HD 102329 b	5.9	-
HD 102365 b	0.05	-
HD 102956 b	0.96	-
HD 103197 b	0.098	-
HD 103774 b	0.367	-
HD 104067 b	0.186	-
HD 104985 b	6.3	-
HD 106252 b	7.56	-
HD 106270 b	11	-
HD 10647 b	0.93	-
HD 106515A b	9.61	-
HD 10697 b	6.38	-
HD 107148 b	0.21	-
HD 108147 b	0.261	-
HD 108863 b	2.6	-
HD 108874 b	1.36	-
HD 108874 c	1.018	-
HD 109246 b	0.77	-
HD 109271 b	0.054	-
HD 109271 c	0.076	-
HD 109749 b	0.28	-
HD 110014 b	11.09	-

HD 111232 b	6.8	-
HD 113337 b	2.83	-
HD 113538 b	0.27	-
HD 113538 c	0.71	-
HD 114386 b	1.24	-
HD 114386 c	1.19	-
HD 114729 b	0.84	-
HD 114762 b	10.98	-
HD 114783 b	1.0	-
HD 11506 b	3.44	-
HD 11506 c	0.82	-
HD 116029 b	2.1	-
HD 117207 b	2.06	-
HD 117618 b	0.178	-
HD 117618 c	0.2	-
HD 118203 b	2.13	-
HD 11964 b	0.622	-
HD 11964 c	0.079	-
HD 11977 b	6.54	-
HD 120084 b	4.5	-
HD 121504 b	1.22	-
HD 122430 b	3.71	-
HD 125595 b	0.042	-
HD 125612 b	3.0	-
HD 125612 c	0.058	-
HD 125612 d	7.2	-
HD 126525 b	0.224	-
HD 12661 b	2.3	-
HD 12661 c	1.57	-
HD 126614 b	0.38	-
HD 128311 b	2.18	-
HD 128311 c	3.21	-

HD 129445 b	1.6	-
HD 130322 b	1.02	-
HD 131496 b	2.2	-
HD 13189 b	14	-
HD 132406 b	5.61	-
HD 1325638 b	1.49	-
HD 134060 b	0.0351	-
HD 134060 c	0.1507	-
HD 134606 b	0.0292	-
HD 134606 c	0.0382	-
HD 134606 d	0.121	-
HD 134987 b	1.59	-
HD 134987 c	0.82	-
HD136352 b	0.0166	-
HD 136352 c	0.0358	-
HD 136352 d	0.03	-
HD 136418 b	2	-
HD 137388 b	0.223	-
HD 13808 b	0.0325	-
HD 13808 c	0.036	-
HD 13908 b	0.865	-
HD 13908 c	5.13	-
HD 13931 b	1.88	-
HD 139357 b	9.76	-
HD 141937 b	9.7	-
HD 142 b	1.25	-
HD 142 c	5.3	-
HD 142022 A b	5.1	-
HD 142245 b	1.9	-
HD 142415 b	1.62	-
HD 143361 b	3.12	-
HD 145377 b	5.76	-

HD 145457 b	2.9	-
HD 1461 b	0.0239	-
HD 1461 c	0.0186	-
HD 147018 b	2.12	-
HD 147018 c	6.56	-
HD 147513 b	1.21	-
HD 148156 b	0.85	-
HD 148427 b	0.96	-
HD 149026 b	0.356	0.718
HD 149143 b	1.36	-
HD 1502 b	3.1	-
HD 150433 b	0.168	-
HD 150706 b	2.71	-
HD 152079 b	3	-
HD 152581 b	1.5	-
HD 153950 b	2.73	-
HD 154088 b	0.0193	-
HD 154345 b	1	-
HD 154672 b	5.02	-
HD 154857 b	1.8	-
HD 155358 b	0.85	-
HD 155358 c	0.82	-
HD 156279 b	9.71	-
HD 156411 b	0.74	-
HD 156668 a	0.0131	-
HD 157172 b	0.12	-
HD 158038 b	1.8	-
HD 159243 b	1.13	-
HD 158243 c	1.9	-
HD 159868 b	2.1	-
HD 159868 c	0.73	-
HD 16141 b	0.215	-

HD 16175 b	4.4	-
HD 162020 b	14.4	-
HD 163607 b	0.77	-
HD 163607 c	2.29	-
HD 16417 b	0.069	-
HD 164509 b	0.48	-
HD 164604 b	2.7	-
HD 164922 b	0.36	-
HD 166724 b	3.53	-
HD 167042 b	1.6	-
HD 168443 b	7.659	-
HD 168443 c	17.193	-
HD 168746 b	0.23	-
HD 1690 b	6.1	-
HD 169830 b	2.88	-
HD 169830 c	4.04	-
HD 170469 b	0.67	-
HD 17092 b	4.6	-
HD 171028 b	1.98	-
HD 171238 b	2.6	-
HD 17156 b	3.191	1.095
HD 173416 b	2.7	-
HD 175167 b	7.8	-
HD 175541 b	0.61	-
HD 176051 b	1.5	-
HD 177830 b	1.49	-
HD 177830 c	0.15	-
HD 178911 B b	6.292	-
HD 179079 b	0.08	-
HD 179949 b	0.95	-
HD 180314 b	22.0	-
HD 180902 b	1.6	-

HD 181342 b	3.3	-
HD 181433 b	0.0238	-
HD 181433 c	0.64	-
HD 181433 d	0.54	-
HD 181720 b	0.37	-
HD 183263 b	3.67	-
HD 183263 c	3.82	-
HD 185269 b	0.94	-
HD 187085 b	0.75	-
HD 187123 b	0.52	-
HD 187123 c	1.99	-
HD 18742 b	2.7	-
HD 188015 b	1.26	-
HD 189567 b	0.0316	-
HD 189733 b	1.138	1.138
HD 190360 b	1.502	-
HD 190360 c	0.057	-
HD 190647 b	1.9	-
HD 190984 b	3.1	-
HD 192263 b	0.0733	-
HD 192310 c	0.075	-
HD 192699 b	2.5	-
HD 195019 b	3.7	-
HD 196050 b	2.83	-
HD 196067 b	6.9	-
HD 196885 A b	2.98	-
HD 197037 b	0.79	-
HD 19994 b	1.68	-
HD 20003 b	0.0378	-
HD 20003 c	0.0422	-
HD 200964 b	1.85	-
HD 200964 c	0.9	-

HD 202206 b	17.4	-
HD 202206 c	2.44	-
HD 20367 b	1.07	-
HD 2039 b	4.9	-
HD 204313 b	3.55	-
HD 204313 c	0.054	-
HD 204313 d	1.68	-
HD 204941 b	0.266	-
HD 205739 b	1.37	-
HD 206610 b	2.2	-
HD 20781 b	0.0379	-
HD 20781 c	0.0496	-
HD 20782 b	1.9	-
HD 207832 b	0.56	-
HD 207832 c	0.73	-
HD 20794 b	0.0085	-
HD 20794 c	0.0076	-
HD 20794 d	0.015	-
HD 208427 b	0.413	-
HD 208527 b	9.9	-
HD 20868 b	1.99	-
HD 209458 b	0.714	1.38
HD 210277 b	1.23	-
HD 210702 b	1.9	-
HD 212301 b	0.45	-
HD 212771 b	2.3	-
HD 213240 b	4.5	-
HD 215152 b	0.0087	-
HD 215152 c	0.0097	-
HD 215456 b	0.101	-
HD 215456 c	0.246	-
HD 215497 b	0.02	-

HD 215497 c	0.33	-
HD 216435 b	1.26	-
HD 216437 b	1.82	-
HD 216770 b	0.65	-
HD 21693 b	0.0322	-
HD 21693 c	0.06472	-
HD 217107 b	1.33	-
HD 217107 c	2.49	-
HD 217786 b	13	-
HD 218566 b	0.21	-
HD 219077 b	10.39	-
HD 219415 b	1.0	-
HD 219828 b	0.066	-
HD 220074 b	11.1	-
HD 220689 b	1.06	-
HD 220773 b	1.45	-
HD 221287 b	3.09	-
HD 222155 b	1.9	-
HD 222582 b	7.75	-
HD 224693 b	0.71	-
HD 22781 b	13.65	-
HD 23079 b	2.5	-
HD 23127 b	1.5	-
HD 231701 b	1.08	-
HD 233604 b	6.575	-
HD 23596 b	8.1	-
HD 240210 b	6.9	-
HD 240237 b	5.3	-
HD 24040 b	4.01	-
HD 25171 b	0.95	-
HD 2638 b	0.48	-
HD 27442 b	1.35	-

HD 27631 b	1.45	-
HD 27894 b	0.62	-
HD 28165 b	5.7	-
HD 28254 b	1.16	-
HD 285507	0.917	-
HD 28678 b	1.7	-
HD 290327 b	2.54	-
HD 2952 b	1.6	-
HD 30177 b	7.7	-
HD 30562 b	1.29	-
HD 30856 b	1.8	-
HD 31253 b	0.5	-
HD 31527 b	0.0363	-
HD 31527 c	0.0498	-
HD 31527 d	0.0519	-
HD 32518 b	3.04	-
HD 330075 b	0.62	-
HD 33142 b	1.3	-
HD 33283 b	0.33	-
HD 33564 b	9.1	-
HD 34445 b	0.79	-
HD 3651 b	0.2	-
HD 3651 c	0.09	-
HD 37124 b	0.675	-
HD 37124 c	0.652	-
HD 37124 d	0.696	-
HD 37605 b	2.813	-
HD 37605 c	3.366	-
HD 38283 b	0.34	-
HD 38529 b	0.78	-
HD 38529 c	17.7	-
HD 38801 b	10.7	-

HD 38858 b	0.0961	-
HD 39091 b	10.3	-
HD 39194 b	0.0117	-
HD 39194 c	0.0187	-
HD 39194 d	0.0162	-
HD 40307 b	0.0126	-
HD 40307 c	0.0208	-
HD 40307 d	0.0299	-
HD 40307 e	0.011	-
HD 40307 f	0.0164	-
HD 40307 g	0.0223	-
HD 40979 b	3.28	-
HD 41004 A b	2.54	-
HD 41004 B b	18.4	-
HD 4113 b	1.56	-
HD 41248 b	0.0387	-
HD 41248 c	0.0271	-
HD 4203 b	2.07	-
HD 4208 b	0.8	-
HD 4308 b	0.0405	-
HD 4313 b	2.3	-
HD 43197 b	0.6	-
HD 43691 b	2.49	-
HD 44219 b	0.58	-
HD 45184 b	0.04	-
HD 45350 b	1.79	-
HD 45364 b	0.1872	-
HD 45364 c	0.6579	-
HD 45652 b	0.47	-
HD 46375 b	0.249	-
HD 47186 b	0.07167	-
HD 47186 c	0.35061	-

HD 47536 b	5.0	-
HD 47536 c	7.0	-
HD 48265 b	1.16	-
HD 49674 b	0.115	-
HD 50499 b	1.71	-
HD 50554 b	5.16	-
HD 51608 b	0.0413	-
HD 51608 c	0.0564	-
HD 52265 b	1.05	-
HD 52265 c	0.35	-
HD 5319 b	1.94	-
HD 5608 b	1.4	-
HD 5891 b	7.6	-
HD 59686 b	5.25	-
HD 60532 b	3.15	-
HD 60532 c	7.46	-
HD 62509 b	2.9	-
HD 63454 b	0.38	-
HD 63765 b	0.64	-
HD 6434 b	0.39	-
HD 65216 b	1.21	-
HD 65216 c	0.17	-
HD 66141 b	6	-
HD 66428 b	2.82	-
HD 6718 b	1.56	-
HD 68988 b	1.9	-
HD 69830 b	0.033	-
HD 69830 c	0.038	-
HD 69830 d	0.058	-
HD 70573 b	6.1	-
HD 70642 b	2.0	-
HD 7199 b	0.29	-

HD 72659 b	3.15	-
HD 73256 b	1.87	-
HD 73267 b	3.06	-
HD 73526 b	2.9	-
HD 73526 c	2.5	-
HD 73534 b	1.15	-
HD 74156 b	1.88	-
HD 74156 c	8.03	-
HD 7449 b	1.11	-
HD 7449 c	2	-
HD 75289 b	0.42	-
HD 75898 b	2.51	-
HD 76700 b	0.197	-
HD 77338 b	0.5	-
HD 7924 b	0.029	-
HD 79498 b	1.34	-
HD 80606 b	3.94	0.921
HD 81040 b	6.86	-
HD 81688 b	2.7	-
HD 82886 b	1.3	-
HD 82943 b	4.8	-
HD 82943 c	4.78	-
HD 82943 d	0.29	-
HD 83443 b	0.4	-
HD 8535 b	0.68	-
HD 85390 b	0.132	-
HD 85390 c	0.2	-
HD 85512 b	0.011	-
HD 8574 b	2.11	-
HD 86081 b	1.5	-
HD 86226 b	1.5	-
HD 86264 b	7	-

HD 8673 b	14.2	-
HD 87883 b	12.1	-
HD 88133 b	0.22	-
HD 89307 b	2	-
HD 89744 b	7.2	-
HD 89744 c	3.2	-
HD 90156 b	0.057	-
HD 92788 b	3.86	-
HD 92788 c	0.9	-
HD 93083 b	0.37	-
HD 93385 b	0.0263	-
HD 93385 c	0.0318	-
HD 9446 b	0.7	-
HD 9446 c	1.82	-
HD 95086 b	4.5	-
HD 95089 b	1.2	-
HD 9578 b	0.62	-
HD 96063 b	0.9	-
HD 96127 b	4.0	-
HD 96167 b	0.68	-
HD 96700 b	0.0284	-
HD 96700 c	0.04	-
HD 97658 b	0.0247302	0.208761
H 98219 b	1.8	-
HD 98649 b	6.8	-
HD 99109 b	0.502	-
HD 99492 b	0.109	-
HD 99492 c	0.36	-
HD 99706 b	1.4	-
HIP 12961 b	0.35	-
HIP 13044 b	1.25	-
HIP 14810 b	3.88	-

HIP 14810 c	1.28	-
HIP 14810 d	0.57	-
HIP 5158 b	1.44	-
HIP 5158 c	15.04	-
HIP 57050 b	0.298	-
HIP 57274 b	0.036	-
HIP 57274 c	0.41	-
HIP 57274 d	0.527	-
HIP 63242 b	9.18	-
HIP 70849 b	9	-
HIP 75458 b	8.82	-
HIP 77900 b	20	-
HIP 78530 b	23.04	-
HIP 79431 b	2.1	-
HIP 91258 b	1.068	-
HN Peg b	16	1.1
HR 228 b	2.37	-
HR 228 c	2.37	-
HR 810 b	2.26	-
HR 8799 b	7	1.1
HR 8799 c	10	1.3
HR 8799 d	10	1.2
HR 8799 e	9	-
HU Aqr(AB) c	5.9	-
HW Vir (AB) b	14.3	-
KELT-1 b	27.38	1.116
KELT-2A b	1.486	1.306
KELT-3 b	1.418	1.333
KELT-6 b	0.43	1.19
KIC 10255705 b	-	0.65
KIC 10905746 b	-	0.237
KIC 11152511 b	-	0.36

KIC 12351927 (AB) b	0.21	0.39
KIC 12454613	-	0.24
KIC 12557548 b	3	0.0758321
KIC 5010054 b	-	0.62
KIC 5094412 b	-	0.51
KIC 5522786	-	0.11
KIC 5732155 b	-	1.14
KIC 6185331 b	-	0.72
KIC 6372194 b	-	0.74
KIC 6436029 c	-	0.274
KIC 9662267 b	-	0.34
KIC 9704149 b	-	0.4
KC 8852719 b	-	0.315
KOI-111 b	0.0597804	0.190918
KOI-111 c	0.00943901	0.182889
KOI-115 b	0.0157317	0.43
KOI-115 c	0.00629267	0.170399
KOI-117 b	0.00943901	0.140958
KOI-117 c	0.100683	0.152556
KOI-1203 b	0.045	0.259
KOI-1203 c	0.044	0.25
KOI-1215 b	0.28	0.261
KOI-1215 c	0.21	0.3
KOI-1236 b	0.171	0.385
KOI-1236 c	0.13	0.277
KOI-1278 b	0.204	0.22
KOI-1278 c	0.192	0.277
KOI-156 b	0.0220244	0.105273
KOI-156 c	0.125853	0.143
KOI-156 d	0.0151	0.226
KOI-1563 b	0.0356	0.322
KOI-1563 c	0.0192	0.295

KOI-1576 c	0.0038	0.25
KOI-1676 b	0.0079	0.286
KOI-1781 b	–	0.168
KOI-1843 b	0.001	0.052
KOI-1873 b	0.069	0.206
KOI-1873 c	0.1	0.483
KOI-202 b	0.88	1.02
KOI-2025 b	0.0176	0.277
KOI-2025 c	0.048	0.25
KOI-206 c	2.9	0.7
KOI-2672 b	0.22	0.31
KOI-2672 c	0.053	0.47
KOI-274 b	0.0941	0.101
KOI-274 c	0.104	0.101
KOI-282 b	–	0.258721
KOI-285 b	0.189	0.314
KOI-285 c	0.0179	0.233
KOI-370 b	0.108	0.237
KOI-370 c	0.0234	0.395
KOI-523 b	0.00535	0.259
KOI-523 c	0.0198	0.635
KOI-680 b	0.62	0.65
KOI-730 b	–	0.31
KOI-730 c	–	0.23
KOI-730 d	–	0.25
KOI-730 e	–	0.18
KOI-82 b	0.0220244	0.196
KOI-82 c	0.00943901	0.119547006061
KOI-82 d	0.0125853	0.0615578
KOI-834 b	0.626	0.501
KOI-834 c	0.056	0.179
Kepler-10 b	0.01419	0.125792

Kepler-10 c	>0.063	0.199
Kepler-11 b	0.00597804	0.160586
Kepler-11 c	0.00912437	0.256045
Kepler-11 d	0.0229683	0.278348
Kepler-11 e	0.02643	0.4043
Kepler-11 f	0.00629267	0.222143
Kepler-11 g	0.95	0.3274
Kepler-12 b	0.431	1.695
Kepler-13 b	12.1	1.83
Kepler-14 b	8.4	1.136
Kepler-15 b	0.66	0.96
Kepler-16(AB) b	0.333	0.7538
Kepler-17 b	2.45	1.312
Kepler-18 b	0.0261153	0.178428
Kepler-18 c	0.054117	0.488894
Kepler-18 d	0.0512853	0.621823
Kepler-19 d	>0.064	0.198
Kepler-20 b	0.0265865	0.169507
Kepler-20 c	0.0493975	0.272995
Kepler-20 d	0.06	0.25
Kepler-20 e	>0.0097	0.078
Kepler-20 f	0.045	0.09
Kepler-20 b	>0.033	0.1459
Kepler-22 b	>0.11	0.21
Kepler-23 b	>0.8	0.17
Kepler-23 c	>2.7	0.29
Kepler-24 b	>1.6	0.21
Kepler-24 c	>1.6	0.25
Kepler-25 b	>12.7	0.23
Kepler-25 c	>4.16	0.4
Kepler-26 b	>0.38	0.32
Kepler-26 c	>0.375	0.32

Kepler-27 b	>9.11	0.36
Kepler-27 c	>13.8	0.44
Kepler-28 b	>1.51	0.32
Kepler-28 c	>1.36	0.3
Kepler-29 b	0.4	0.32
Kepler-29 c	0.3	0.26
Kepler-30 b	0.036	0.35
Kepler-30 c	2.01	1.1
Kepler-30 d	0.073	0.79
Kepler-31 b	6.8	0.38
Kepler-31 c	4.7	0.38
Kepler-32 b	4.1	0.37
Kepler-32 c	0.5	0.33
Kepler-33 b	–	0.16
Kepler-33 c	–	0.26
Kepler-33 d	–	0.48
Kepler-33 e	–	0.36
Kepler-33 f	–	0.4
Kepler-34 (AB) b	0.219929	0.763673
Kepler-35 (AB) b	0.126797	0.727988
Kepler-36 b	0.0140327	0.132037
Kepler-36 c	0.0254	0.329
Kepler-37 b	–	0.027
Kepler-37 c	–	0.0662
Kepler-37 d	–	0.177
Kepler-38 (AB) b	0.38	0.39
Kepler-39 b	18	1.22
Kepler-4 b	0.082434	0.356857
Kepler-40 b	2.2	1.17
Kepler-41 b	0.49	0.841
Kepler-42 b	>0.009	0.07
Kepler-42 c	>0.006	0.065

Kepler-42 d	>0.003	0.051
Kepler-43 b	3.23	1.2
Kepler-44 b	1.02	1.24
Kepler-45 b	0.505	0.96
Kepler-46 b	>6	0.812
Kepler-46 c	0.376	–
Kepler-47 (AB) b	–	0.27
Kepler-47 (AB) c	–	0.41
Kepler-48 b	0.0409024	0.18
Kepler-48 c	0.028317	0.3
Kepler-49 b	–	0.24
Kepler-49 c	–	0.23
Kepler-5 b	2.114	1.431
Kepler-50 b	0.024	0.2
Kepler-50 c	0.022	0.25
Kepler-51 b	–	0.63
Kepler-51 c	–	0.51
Kepler-52 b	0.28	0.19
Kepler-52 c	0.12	0.16
Kepler-53 b	0.26	0.26
Kepler-53 c	0.076	0.28
Kepler-54 b	–	0.19
Kepler-54 c	–	0.11
Kepler-55 b	–	0.22
Kepler-55 c	–	0.2
Kepler-56 b	0.07	0.58
Kepler-56 c	0.569	0.88
Kepler-56 d	3.3	–
Kepler-57 b	0.31	0.2
Kepler-57 c	0.17	0.14
Kepler-58 b	0.086	0.25
Kepler-58 c	0.13	0.26

Kepler-59 b	–	0.098
Kepler-59 c	–	0.18
Kepler-6 b	0.669	1.323
Kepler-60 b	–	0.2
Kepler-60 c	–	0.22
Kepler-60 d	–	0.23
Kepler-61 b	–	0.192
Kepler-62 b	0.028	0.117
Kepler-62 c	0.0126	0.048
Kepler-62 d	0.044	0.174
Kepler-62 e	0.113	0.144
Kepler-62 f	0.11	0.126
Kepler-63 b	–	0.545
Kepler-65 b	–	0.127
Kepler-65 c	0.0849511	0.23
Kepler-65 d	0.00629267	0.135
Kepler-66 b	0.31	0.25
Kepler-67 b	0.31	0.26
Kepler-68 b	0.0238807	0.205193
Kepler-68 c	0.015	0.081
Kepler-68 d	0.947	–
Kepler-69 b	–	0.2
Kepler-69 c	–	0.153
Kepler-7 b	0.433	1.614
Kepler-70 b	0.014	0.068
Kepler-70 c	0.0021	0.078
Kepler-71 b	–	1.0452
Kepler-74 b	0.68	1.32
Kepler-75 b	9.9	1.03
Kepler-76 b	1.96	1.25
Kepler-77 b	0.43	0.96
Kepler-78 b	0.00531731	0.107057

Kepler-79 b	0.18878	0.2948
Kepler-79 c	0.047195	0.333
Kepler-79 d	0.0692194	0.64
Kepler-79 e	0.0129	0.312
Kepler-8 b	0.603	1.419
Kepler-80 b	–	0.21
Kepler-80 c	–	0.23
Kepler-80 d	–	0.125
Kepler-80 e	–	0.134
Kepler-80 f	–	0.116
Kepler-81 b	–	0.2269
Kepler-81 c	–	0.2188
Kepler-82 b	–	0.3573
Kepler-82 c	–	0.4734
Kepler-83 b	–	0.209
Kepler-83 c	–	0.1733
Kepler-84 b	–	0.1965
Kepler-84 c	–	0.2144
Kepler-85 b	0.0465	0.178
Kepler-85 c	0.059	0.197
Kepler-86 b	–	0.905
Kepler-87 b	1.02	1.21
Kepler-87 c	0.0201	0.549
Kepler-88 b	0.0055264	0.37647
Kepler-88 c	0.679135	–
Kepler-89b	0.033	0.153
Kepler-89 c	0.03	0.386
Kepler-89 d	0.164	1
Kepler-89 e	0.041	0.55
Kepler-9 b	0.248561	0.84129
Kepler-9 c	0.168329	0.822555
Kepler-9 d	>0.022	0.147

Kepler-90 b	–	0.117
Kepler-90 c	–	0.106
Kepler-90 d	–	0.257
Kepler-90 e	–	0.238
Kepler-90 f	–	0.258
Kepler-90 g	–	0.725
Kepler-90 h	–	1.01
LKCA 15 b	6	–
MOA-2007 –BLG-192-L b	0.01	–
MOA-2007 –BLG-400-L b	0.9	–
MOA-2008 –BLG-310-L b	0.23	–
MOA-2008 –BLG-379L b	4.8	–
MOA-2009 –BLG-266L b	0.0327	–
MOA-2009 –BLG-319 b	0.157	–
MOA-2009 –BLG-387L b	2.6	–
MOA-2010 –BLG-328L b	0.029	–
MOA-2010 –BLG-477L b	1.5	–
MOA-2011 –BLG-293L b	4.8	–
MOA-2011 –BLG-322 b	7.8	–
MOA-bin 1 b	3.7	–
NGC 2423 3 b	10.6	–
NGC 4349 No 127 b	19.8	–
NN Ser(ab) c	6.91	–
NN Ser(ab) d	2.28	–
NY Vir b	2.3	–
OGLE-05-071L b	3.5	–
OGLE-05-169L b	0.04	–
OGLE-05-390L b	0.017	–
OGLE-06-109L b	0.727	–
OGLE-06-109L c	0.271	–
OGLE-2007-BLG-368L b	0.0694	–
OGLE-2009-BLG-151	7.5	–

OGLE-2011-BLG-0251 b	0.96	-
OGLE-2011-BLG-0420 b	9.4	-
OGLE-2012-BLG-0026L b	0.11	-
OGLE-2012-BLG-0026L c	0.68	-
OGLE-2012-BLG-0358L b	1.85	-
OGLE-2012-BLG-0406L b	2.73	-
OGLE-TR-10 b	0.68	1.72
OGLE-TR-111 b	0.54	1.077
OGLE-TR-113 b	1.24	1.11
OGLE-TR-132 b	1.17	1.23
OGLE-TR-182 b	1.06	1.47
OGLE-TR-211 b	0.75	1.26
OGLE-TR-56 b	1.3	1.2
OGLE2-TR-L9 b	4.34	1.614
OGLE235-MOA53 b	2.6	-
Oph 11 b	21	-
PH1-Kepler-64 b	0.53	0.553
POTS-1-b	2.31	0.941
PRS 1257 12 b	7.05	-
PRS 1257 12 c	0.013	-
PRS 1257 12 d	0012	-
PRS 1719-14 b	1	0.4
PSR B1620-26 b	2.5	-
Pr0201 c	0.54	-
Pr0211 b	1.844	-
Qatar-1 b	1.09	1.164
Qatar-2 b	2.487	1.144
ROXs 428 b	10.5	-
RR Cae b	4.2	-
Ross 458(AB) c	8.5	-
SR 12 AB c	13	-
SWEEPS-04	>3.8	0.81

SWEEPS-11	9.7	1.13
TrES-1	0.761	1.099
TrES-2	1.253	1.169
TrES-3	1.91	1.305
TrES-4	0.917	1.706
TrES-5	1.778	1209
USco1602-2401 b	47	-
USco1610-1913 b	20	-
USco1612-1800 b	26	-
UScoCTIO 108 b	16	-
UZ For(ab) d	7.7	-
V391 Peg b	3.2	-
WASP-1 b	0.86	1.484
WASP-10 b	3.06	1.08
WASP-100 b	2.03	1.69
WASP-101 b	0.5	1.41
WASP-11-HAT-P-10 b	0.46	1.045
WASP-12 b	1.404	1.736
WASP-13 b	0.485	1.365
WASP-14 b	7.341	1.281
WASP-15 b	0.542	1.428
WASP-16 b	0.855	1.008
WASP-17 b	0.486	1.991
WASP-18 b	10.43	1.165
WASP-19 b	1.114	1.395
WASP-2 b	0.847	1.079
WASP-20 b	0.3	0.9
WASP-21 b	0.3	1.21
WASP-22 b	0.588	1.158
WASP-23 b	0.884	0.962
WASP-24 b	1.032	1.104
WASP-25 b	0.58	1.26

WASP-26 b	1.028	1.281
WASP-28 b	0.91	1.12
WASP-29 b	0.242897	0.84129
WASP-3 b	2.06	1.454
WASP-31 b	0.478	1.537
WASP-32 b	3.6	1.18
WASP-33 b	>4.59	1.438
WASP-34 b	0.59	1.22
WASP-35 b	0.72	1.32
WASP-36 b	2.279	1.269
WASP-37 b	1.696	1.136
WASP-38 b	2.712	1.079
WASP-39 b	0.28	1.27
WASP-4 b	1.1215	1.395
WASP-41 b	0.92	1.21
WASP-42 b	0.5	1.08
WASP-43 b	2.034	1.036
WASP-44 b	0.889	1.14
WASP-45 b	1.007	1.16
WASP-46 b	2.101	1.31
WASP-47 b	1.14	1.15
WASP-48 b	0.98	1.67
WASP-49 b	0.378	1.115
WASP-5 b	1.637	1.171
WASP-50 b	1.437	1.138
WASP-52 b	0.46	1.27
WASP-53 b	2.5	1.2
WASP-54 b	0.6	1.4
WASP-55 b	0.57	1.3
WASP-56 b	0.6	1.2
WASP-57 b	0.8	1.1
WASP-58 b	0.89	1.37

WASP-59 b	0.7	0.9
WASP-6 b	0.503	1.224
WASP-60 b	0.5	0.9
WASP-61 b	2.06	1.24
WASP-62 b	0.57	1.39
WASP-63 b	0.38	1.43
WASP-64 b	1.2	0.7
WASP-65 b	1.55	1.112
WASP-66 b	2.32	1.39
WASP-67 b	0.42	1.4
WASP-68 b	0.8	0.9
WASP-69 b	0.3	1.0
WASP-7 b	0.96	1.33
WASP-70 b	0.6	0.8
WASP-71 b	2.258	1.5
WASP-72 b	1.5461	1.27
WASP-75	1.07	1.27
WASP-75 b	0.92	1.83
WASP-77A b	1.76	1.21
WASP-78 b	1.16	1.75
WASP-79 b	0.9	1.7
WASP-8 b	2.244	1.038
WASP-80 b	0.554	0.952
WASP-82 b	1.24	1.67
WASP-84 b	0.694	0.942
WASP-90 b	0.63	1.63
WASP-95 b	1.13	1.21
WASP-96 b	0.48	1.2
WASP-97 b	1.32	1.13
WASP-98 b	0.83	1.1
WASP-99 b	2.78	1.1
WD 0806-661B b	8	-

WISE 1217+16A b	22	1
WISE 1711+3500 b	13	-
WTS-1 b	4.01	1.49
WTS-2 b	1.12	1.3
XO-1 b	0.9	1.184
XO-2 b	0.62	0.973
XO-3 b	11.79	1.217
XO-4 b	1.72	1.34
XO-5 b	1.077	1.03
Alf An b	1.08	-
alf Cen B b	0.0036	-
beta Pic b	7	-
eps CrB b	6.7	-
eps Eridani b	1.55	-
epsTau b	7.6	-
Gamma 1 Leo b	8.78	-
Gamma Cephei b	1.85	-
Kappa And b	13	-
Kappa CrB b	1.6	-
ks Aql b	2.8	-
mu Ara b	1.676	-
mu Ara c	0.03321	-
mu Ara d	0.5219	-
mu Ara e	1.814	-
nu Oph b	24.0	-
nu Oph c	27.0	-
ome Ser b	1.7	-
omi CrB b	1.5	-
omi Uma b	4.1	-
tau Boo b	5.95	-
tau Gem b	20.6	-
ups And b	0.62	-

<i>ups And c</i>	1.8	-
<i>ups And d</i>	10.19	-
<i>ups And e</i>	1.059	-