



UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA
DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA "G. GALILEI"
CORSO DI LAUREA IN ASTRONOMIA

TESI DI LAUREA TRIENNALE

**ERRORI FOTOMETRICI
NELLA RICERCA DI ESO-PIANETI
MEDIANTE TRANSITI**

Relatore: Prof. GIAMPAOLO PIOTTO
Correlatore: Prof. ROBERTO RAGAZZONI
Correlatore: dr. VALERIO NASCIMBENI

Laureando: EDOARDO PARIS
Matricola: 1007337

ANNO ACCADEMICO 2013/2014

Indice

| | | |
|----------|--|-----------|
| 1 | Introduzione | 5 |
| 1.1 | Come individuare un esopianeta | 5 |
| 1.2 | Programmi per la scoperta degli esopianeti | 14 |
| 2 | Sorgenti d'errore nell'individuare un transito | 19 |
| 2.1 | La scintillazione | 20 |
| 2.2 | Il rumore fotonico | 20 |
| 2.3 | Il fondo cielo | 21 |
| 2.4 | Contaminazione | 22 |
| 2.5 | Jitter | 22 |
| 2.6 | Condizioni ambientali | 23 |
| 2.7 | Raggi cosmici | 23 |
| 2.8 | La fotosfera stellare | 23 |
| 2.9 | Sorgenti d'errore legate al sensore CCD | 25 |
| 2.9.1 | Cos'è un CCD ed il suo funzionamento | 25 |
| 2.9.2 | Saturazione e Blooming | 27 |
| 2.9.3 | Corrente di buio e la modalita MPP | 28 |
| 2.9.4 | Carica spuria | 29 |
| 2.9.5 | Rumore di lettura | 30 |
| 2.9.6 | Smearing | 30 |
| 2.9.7 | Risposta non uniforme dei pixel ed il flat field | 31 |
| 2.10 | Sorgenti d'errore negli altri metodi | 31 |
| 3 | Missioni per la ricerca di esopianeti | 33 |
| 3.1 | CoRoT | 33 |
| 3.2 | Kepler | 37 |
| 3.3 | CHEOPS | 41 |
| 3.4 | PLATO | 44 |
| 3.5 | Conclusioni | 47 |

Capitolo 1

Introduzione

Un pianeta extrasolare, detto anche esopianeta, è un pianeta orbitante intorno ad una stella, o ai resti di una stella, che sia diversa dal Sole. Il primo esopianeta è stato scoperto intorno ad una pulsar nel 1992, anche se spesso si fa riferimento al 1995 come l'anno della scoperta del primo esopianeta, dato che è proprio in quest'anno che l'utilizzo della tecnica della velocità radiale ha portato all'individuazione del primo esopianeta orbitante intorno ad una stella di sequenza principale, provando definitivamente che il nostro sistema solare non è l'unico presente nel nostro universo. Da quel momento in poi è cominciato un periodo, ancora in fermento, di scoperte sempre più frequenti di altri esopianeti, e che ne ha messo in evidenza la varietà e le differenze rispetto ai pianeti del sistema solare. Tra quelli confermati all'incirca un terzo presenta orbite con eccentricità $e \geq 0.3$, più della metà ha una massa compresa tra $0.3e3$ masse gioviane ed i semiassi maggiori delle loro orbite variano tra $0.03AU$ e $100AU$. Mentre tra i pianeti del sistema solare il valore dell'eccentricità più elevato è quello dell'orbita di Mercurio con un valore di 0.2, solo Giove e Saturno hanno una massa superiore a 0.06 masse gioviane ed il semiasse maggiore dell'orbita è sempre compreso tra $0.4AU$ e $30AU$ (Perryman 2011).

1.1 Come individuare un esopianeta

Per individuare un esopianeta si utilizzano metodi diversi, tra i quali solo il direct imaging permette d'identificare direttamente un esopianeta mentre gli altri si basano sul mettere in evidenza gli effetti che il pianeta induce sulla stella ospite. In presenza di un pianeta, sia la stella ospite che il pianeta stesso orbitano sullo stesso piano descrivendo ciascuno un'ellisse intorno al comune centro di massa,

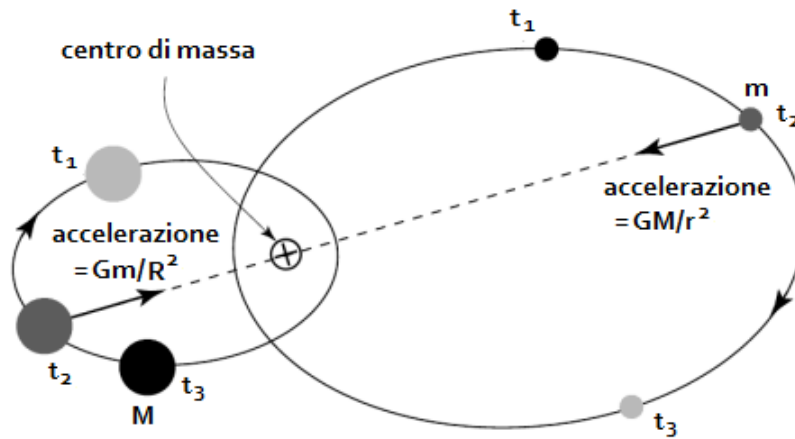


Figura 1.1: rappresentazione del moto di due corpi che per reciproca interazione gravitazionale si muovono intorno al centro di massa del sistema da essi formato.

ciò permette di rivelare la presenza di un pianeta dalla misura della componente della velocità della stella parallela alla linea di vista, ovvero la sua velocità radiale, v_r , da cui il metodo prende il nome. La v_r si può ricavare misurando lo spettro della stella che, proprio a causa del suo moto relativo rispetto all'osservatore, risulta traslato e stirato in lunghezza d'onda per effetto Doppler:

$$v_r = c \frac{\lambda_o - \lambda_e}{\lambda_e}$$

in cui c è la velocità della luce nel vuoto, λ_e è la lunghezza d'onda di un fotone emesso dalla stella nel suo sistema di riferimento e λ_o è la lunghezza d'onda dello stesso fotone osservata nel sistema di riferimento del baricentro del sistema solare in modo da evitare che la misura della velocità radiale della stella sia influenzata dal moto di rivoluzione e di rotazione della Terra.

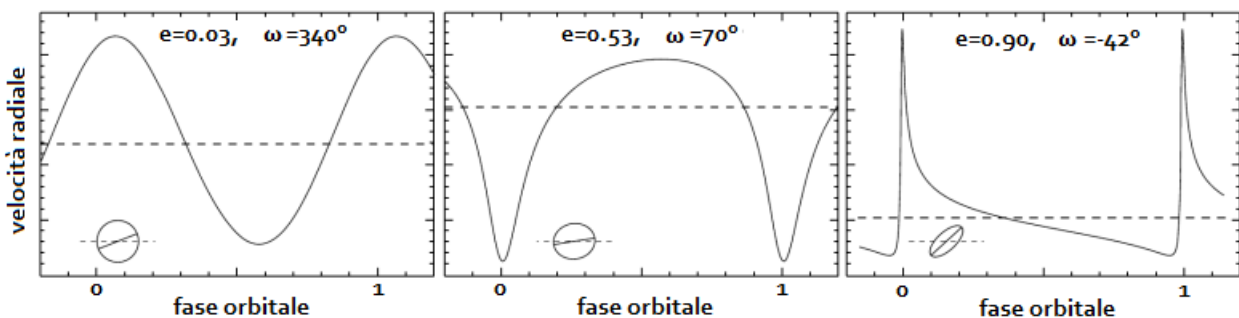


Figura 1.2: esempi di curva di velocità radiale di una stella orbitante intorno al centro di massa del sistema formato da lei stessa e da un esopianeta che gli orbita intorno, per tre valori diversi dell'eccentricità e di ω

Ripetendo la misura più volte nel tempo è possibile determinare la semiampiezza K dell'oscillazione della velocità della stella ed il suo periodo che coincide con quello di rivoluzione P del pianeta, dal quale si può risalire al semiasse maggiore a dell'orbita sfruttando la terza legge di Keplero nel caso semplificato di orbite circolari:

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{G(M+m)} a^3 \rightarrow a = \sqrt[3]{P^2 \frac{G(M+m)}{4\pi^2}} \rightarrow a \sim \sqrt[3]{P^2 \frac{GM}{4\pi^2}}$$

| pianeta | a(AU) | K(m/s) | Tabella 1.1: Valore della semiampiezza dell'oscillazione del modulo della velocità di una stella, di $1M_{\odot}$, in funzione della massa del pianeta e della sua distanza dalla stella. |
|---------|-------|--------|--|
| Giove | 0.1 | 89.8 | |
| Giove | 1.0 | 28.4 | |
| Giove | 5.0 | 12.7 | |
| Nettuno | 0.1 | 4.8 | |
| Nettuno | 1.0 | 1.5 | |
| Terra | 0.01 | 0.89 | |
| Terra | 0.1 | 0.28 | |
| Terra | 1.0 | 0.09 | |

in cui m ed M indicano rispettivamente la massa del pianeta e della stella. Ora mettendoci nel centro di massa del sistema ed utilizzando la definizione di centro di massa, si ha la seguente equazione:

$$\frac{rm - RM}{m + M} = 0 \rightarrow rm = RM \rightarrow \frac{r}{R} = \frac{M}{m}$$

In cui R ed r sono rispettivamente il raggio dell'orbita della stella e del pianeta. Dalla definizione di velocità rispetto alla velocità angolare, si ha:

$$V = R\dot{\Theta} \quad v = r\dot{\theta}$$

dove $V, \dot{\Theta}$ sono il modulo della velocità e la velocità angolare della stella, ed analogamente $v, \dot{\theta}$ lo sono per il pianeta.

Ora considerando che le velocità angolari dei due corpi sono uguali, si ha:

$$\dot{\Theta} = \dot{\theta} \rightarrow \frac{V}{R} = \frac{v}{r} \rightarrow \frac{v}{V} = \frac{r}{R} = \frac{M}{m}$$

ed infine:

$$mv = MV$$

Da misure spettroscopiche è possibile ricavare la massa della stella e dalla semiampiezza K si conosce la proiezione della sua velocità circolare lungo la linea di vista:

$$K \equiv \frac{(v_{r,max} + v_{r,min})}{2} = V \sin i$$

in cui i è l'angolo compreso tra il piano del cielo ed il piano dell'orbita. Per trovare la velocità del pianeta è sufficiente pensare che nel caso di un'orbita circolare il modulo della sua velocità è costante e pari alla lunghezza dell'orbita divisa per il suo periodo:

$$v = \frac{2\pi a}{P}$$

Sostituendo ciò nell'equazione per il momento angolare si ottiene:

$$m \frac{2\pi a}{P} = M \frac{K}{\sin i} \rightarrow m \sin i = MK \frac{P}{2\pi a}$$

Da quest'ultima equazione si riesce ad ottenere solo il valore minimo della massa del pianeta poiché l'inclinazione dell'orbita non è conosciuta a priori (Perryman 2011; Seager 2010).

Nel caso un cui la stella ospite pulsò in maniera regolare, vi è la possibilità di individuare un esopianeta che gli orbita intorno a partire dalla misura della variazione del suo periodo di

Tabella 1.2: segnale astrometrico in μas per alcune configurazioni orbitali

| pianeta | a(AU) | d(pc) | $\alpha(\mu as)$ |
|---------|-------|-------|------------------|
| Terra | 1.0 | 100 | 0.032 |
| Terra | 1.0 | 10 | 0.32 |
| Nettuno | 30 | 100 | 15 |
| Nettuno | 30 | 10 | 150 |
| Giove | 5.0 | 100 | 48 |
| Giove | 1.0 | 10 | 96 |
| Giove | 5.0 | 10 | 480 |

pulsazione in funzione del tempo, causato dalla variazione lungo la linea di vista della posizione della medesima stella in moto intorno al centro di massa del sistema. Variazione che si riflette sul tempo di arrivo dei fotoni da essa emessi che devono compiere un tragitto di lunghezza diversa per arrivare all'osservatore. In tal caso il periodo di pulsazione della stella risulta oscillare tra un valore minimo ed un valore massimo che, considerando un'orbita circolare, differiscono di una quantità ΔT pari a:

$$\Delta T = \frac{2a \sin i}{c} \frac{m}{M}$$

Le stelle che permettono di usare questo metodo, detto Timing, sono le pulsar, certe stelle pulsanti e le binarie ad eclisse (Perryman 2011; Seager 2010).

I metodi appena descritti (RV e timing) risultano tanto meno efficaci quanto più l'orbita della stella è vista di faccia, situazione che invece è favorevole all'utilizzo di un'altra tecnica, quella astrometrica che consente di individuare esopianeti sfruttando la variazione della posizione in cielo della stella ospite dovuta al suo moto intorno al centro di massa del sistema di cui fa parte. Se consideriamo uno di questi sistemi a distanza d dall'osservatore, si ottiene che il raggio dell'orbita circolare della stella, o il semiasse maggiore dell'ellisse data dalla proiezione dell'orbita sul piano del cielo, è visto dall'osservatore sotto un angolo α pari a:

$$\alpha = \frac{r}{d} \frac{m}{M}$$

Se facciamo i calcoli per un pianeta orbitante attorno ad una stella di una massa solare, si trova che l'angolo è dell'ordine dei decimi di milliarcosecondo (mas) per pianeti di massa simile a quella di Giove e dei decimi di microarcosecondo (μas) per pianeti di massa simile a quella della Terra, come mostrato nella seguente tabella:

Questo metodo è utile non solo a trovare nuovi esopianeti ma anche per determinare l'inclinazione delle orbite di quegli esopianeti già noti grazie al metodo delle velocità radiali, unendo così i dati ricavati da entrambi i metodi si riesce a ricavarne la massa (Perryman 2011; Seager 2010).

Nel nostro universo la presenza di materia e di energia, come descritto dalla relatività generale, distorce lo spazio-tempo modificando di conseguenza il cammino dei fotoni. Pertanto se lungo la linea di vista tra l'osservatore ed una sorgente lontana si trova un oggetto massiccio, quest'ultimo si comporta come una lente deviando la radiazione elettromagnetica emessa dalla sorgente stessa e dando origine ad un evento di lente gravitazionale in cui l'osservatore vede immagini multiple, distorte ed amplificate della sorgente originaria. Un caso particolare è quello della microlente gravitazionale, detto anche microlensing, in cui le singole immagini della sorgente non sono risolte dalla risoluzione del telescopio. Eventi di questo tipo sono molto rari infatti una qualsiasi stella appartenente al bulge della nostra galassia ha circa una possibilità

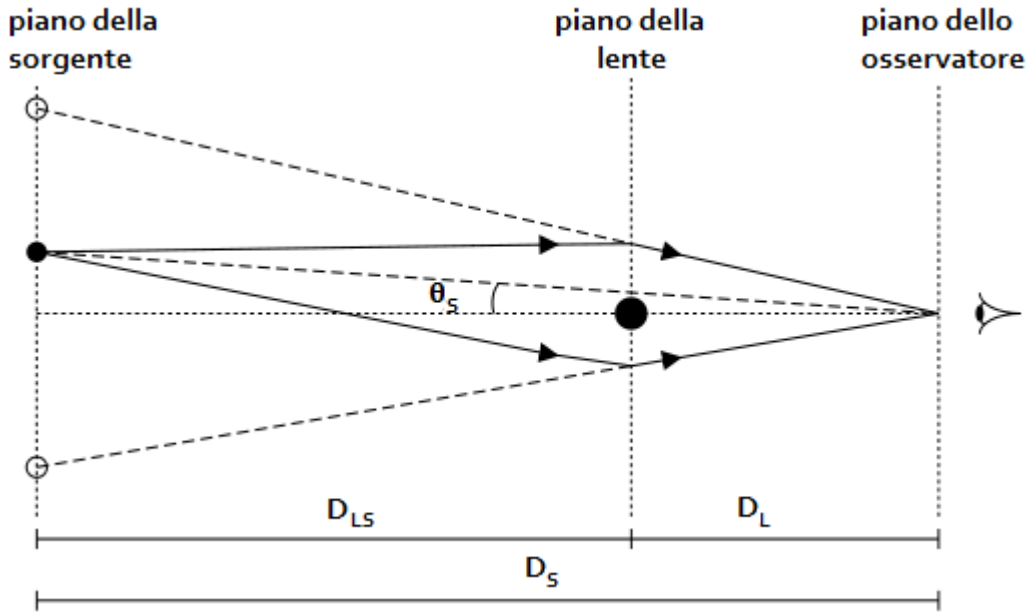


Figura 1.3: Schematizzazione dell'effetto di lente gravitazionale provocato dalla presenza di un corpo puntiforme di massa M_L , distante dall'osservatore D_L , dalla sorgente D_{LS} ed è visto dall'osservatore sotto un angolo θ_s rispetto alla linea che congiunge quest'ultimo con la sorgente. In tal caso l'osservatore vede due immagini distinte della sorgente originaria.

su un milione di essere vista dalla terra tramite una lente gravitazionale in un qualsiasi istante di tempo, e possono durare da qualche ora a vari mesi per via del moto relativo tra la sorgente, la lente e l'osservatore.

Un esempio è il caso in cui la lente sia costituita da una stella di massa pari ad una massa solare e la sorgente disti $8kpc$ dall'osservatore, si trova che l'angolo di separazione tra le immagini è dell'ordine di $1mas$ che è ben al di sotto della risoluzione della maggior parte dei telescopi terrestri.

L'altra caratteristica degli eventi di microlente gravitazionale è l'aumento del flusso ricevuto dalla sorgente, causato dall'aumento dell'angolo solido sotteso dall'immagine mentre la brillantezza superficiale rimane costante. Di conseguenza il flusso misurato dall'osservatore, dato dal prodotto della brillantezza superficiale per l'angolo solido, risulta amplificato di un fattore B :

$$B = \frac{u^2 + 2}{u\sqrt{u^2 + 4}} \sim \begin{cases} u^{-1} & \text{se } u \ll 1 \\ 1 & \text{se } u \gg 1 \end{cases}$$

in cui $u \equiv \theta_s/\theta_e$, dove θ_s indica l'angolo di separazione tra la sorgente e la lente e θ_e è l'angolo di Einstein.

in molti casi si è osservato il flusso aumentare di circa 800 volte, il che significa che la magnitudine apparente della sorgente è diminuita di circa $7mag$. I parametri che si ottengono dalla curva di luce di un evento di microlente gravitazionale sono l'amplificazione massima del flusso ricevuto dalla sorgente (B_{max}) e la misura della durata dell'evento caratterizzata dalla sua larghezza a mezza altezza (t_{FWHM}). Entrambi legati al tempo di Einstein (t_e) il quale indica il tempo impiegato dalla lente per percorrere un tratto ortogonale alla linea di vista pari al raggio di Einstein $R_e \equiv \theta_e D_L$ e che è l'unico termine che contiene informazioni fisiche sulla lente.

Se la lente è composta da due corpi, di cui uno è una stella e l'altro è un pianeta che gli

orbita intorno, succede che la curva di luce della sorgente presenta anche un picco aggiuntivo molto stretto, dato dalla presenza del pianeta. La cui durata, pari al prodotto tra il tempo di Einstein e la radice del rapporto tra la massa del pianeta e quella della stella, è tipicamente di poche ore. Se durante l'evento principale di microlente gravitazionale $B > 100$, succede che le immagini multiple risultano allungate a sufficienza da formare un anello perfettamente circolare che può essere distorto dalla presenza di un pianeta, soprattutto se la sua distanza dalla stella è simile al raggio di Einstein, permettendone così l'individuazione (Perryman 2011).

La ricerca di esopianeti mediante la tecnica della microlente gravitazionale ha portato i primi risultati nel 2004, scoprendo un pianeta di massa pari a quattro volte quella di Giove distante circa $4AU$ dalla sua stella. Tale tecnica gode di alcuni vantaggi tra cui il fatto che in prima approssimazione la deviazione della curva di luce risulta indipendente dalla massa del pianeta, rimanendo per questo motivo elevata anche per pianeti di piccola massa, ed inoltre che è molto sensibile a quei pianeti il cui semiasse maggiore dell'orbita è compreso tra $0.6AU$ e $1.6AU$, regione che coincide con la zona abitabile per le stelle di sequenza principale e di piccola massa (Perryman 2011; Seager 2010).

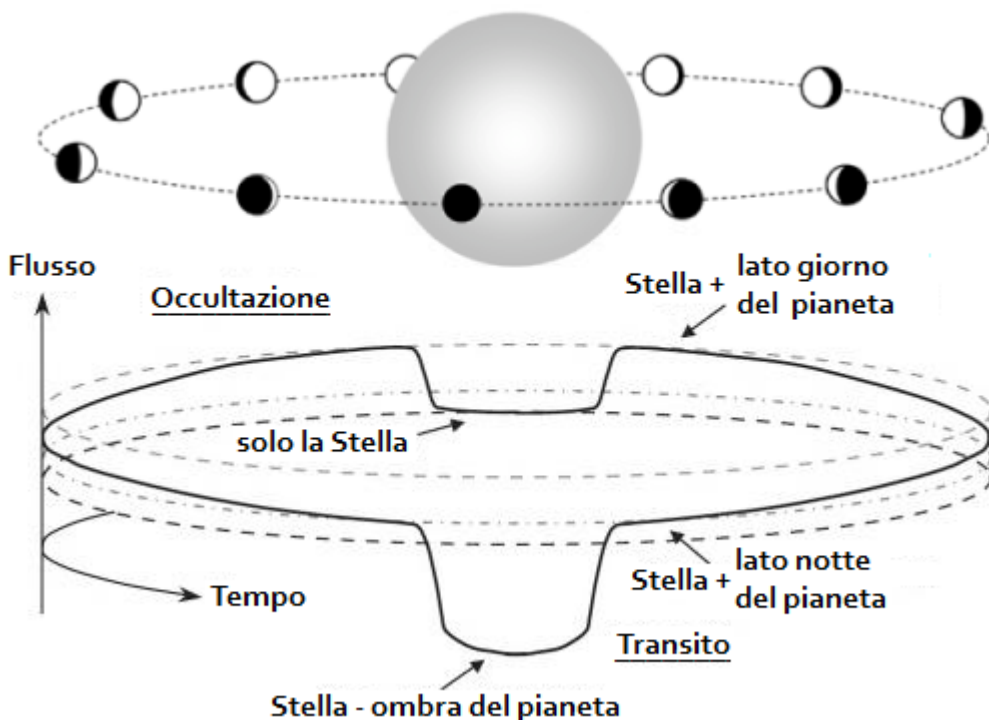


Figura 1.4: Rappresentazione del transito di un esopianeta con il relativo flusso che riceve l'osservatore (adattata da Seager 2009).

La tecnica in uso più intuitiva per la ricerca degli esopianeti, ma che ha dato i primi risultati solo nel 2008 vale a dire 13 anni dopo la scoperta del primo esopianeta, è quella di ottenerne un'immagine risolta. Per superare i problemi relativi a questa tecnica, che saranno elencati più avanti, si usa una strumentazione composta da un sistema di ottica adattiva ed un coronografo. Il primo dei due permette di riportare la risoluzione del telescopio al suo limite di diffrazione, mentre con il secondo si occultava la luce proveniente dalla stella, attorno alla quale orbita il pianeta (Perryman 2011; Seager 2010).

Osservando continuamente nel corso del tempo un grande numero di stelle, come nel caso dei telescopi spaziali CoRoT e Kepler, si nota che alcune di quelle che sono presenti all'interno del campo di vista presentano una diminuzione del flusso, caratterizzato dall'essere periodico e senza alcuna modifica del loro spettro originario. Una delle cause può essere un esopianeta che mentre gli orbita intorno si ritrova frapposto tra l'osservatore e la stella; questo fenomeno si chiama transito e si verifica solamente se il piano dell'orbita dell'esopianeta è quasi ortogonale al piano del cielo. Ipotizzando che il flusso che riceve l'osservatore da ciascun elementino, di area A , dell'emisfero visibile della fotosfera della stella sia sempre pari ad f indipendentemente dalla sua posizione e dal tempo. Si osserva che all'inizio del transito il flusso diminuisce linearmente con il passare del tempo finché il disco proiettato in cielo del pianeta non è completamente all'interno del disco della stella, dal momento in cui ciò avviene fino a quando il disco del pianeta non comincia ad uscire da quello della stella il flusso rimane diminuito costantemente della stessa quantità per poi riaumentare linearmente fino al termine del transito; momento in cui si osserva solo il flusso ricevuto dalla stella. Inoltre la curva di luce della stella non rimane costante fino all'inizio del transito successivo, ma subisce per un primo periodo un aumento, dovuto al fatto che man mano che il pianeta prosegue la sua orbita l'osservatore riceve un quantitativo maggiore di luce riflessa dall'emisfero del pianeta illuminato dalla luce della stella, in modo del tutto analogo al fenomeno delle fasi lunari. Questo periodo di tempo è seguito da un'altro in cui il surplus di luce non è più visibile a causa del passaggio del pianeta dietro la stella stessa, fenomeno noto con il nome di occultazione o eclisse secondaria. Al termine di questo periodo ne segue l'ultimo in cui avviene esattamente l'opposto di quanto è avvenuto nel periodo successivo al transito e che termina con l'inizio del transito successivo.

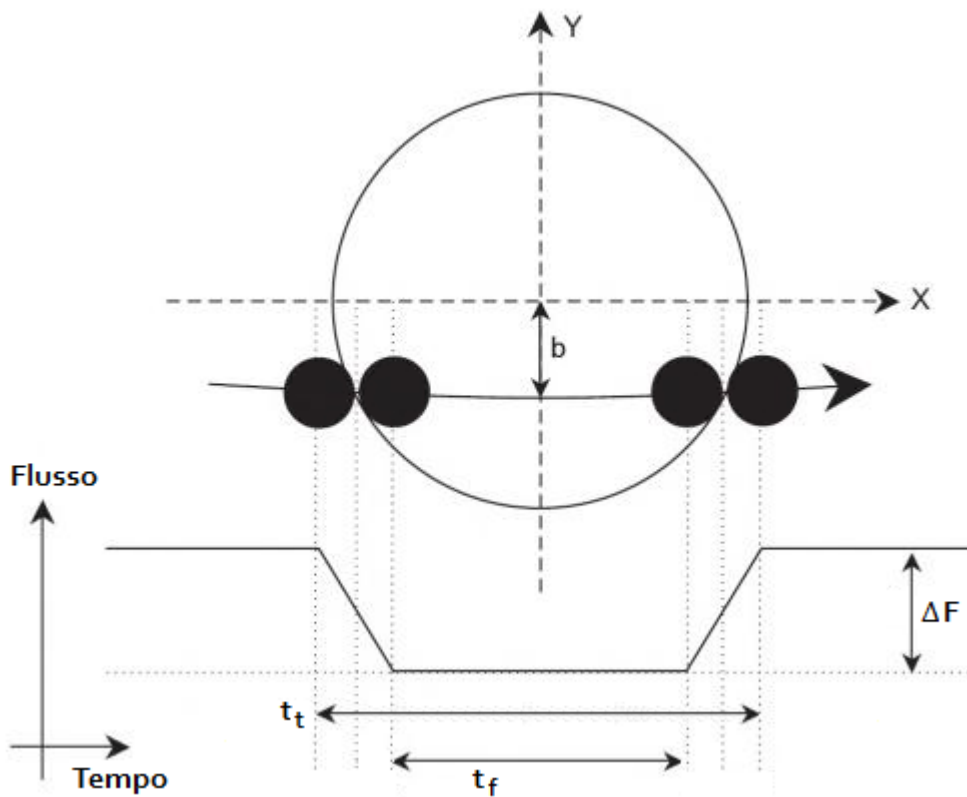


Figura 1.5: Curva di luce di una stella durante il transito di un esopianeta con parametro d'impatto b .

Di solito l'incertezza sulle misure fotometriche, ovvero sulla misura del flusso ricevuto dalla stella, e di conseguenza l'incertezza sulla curva di luce permette di identificare solo l'intervallo

di tempo in cui avviene il transito. Durante il quale si ricavano quattro osservabili che sono il periodo P con cui esso si ripete, la profondità del transito ΔF , la sua durata complessiva t_t e l'intervallo di tempo t_f in cui il disco del pianeta si trova completamente all'interno di quello della stella. Questi dati permettono di ricavare informazioni sulla densità della stella, sul raggio R del pianeta e sull'inclinazione della sua orbita.

Per determinare R basta considerare che la profondità del transito è data dal flusso non ricevuto da tutti quegli elementini della fotosfera della stella che sono coperti dal pianeta, trovando:

$$\Delta F = \frac{\pi R^2}{A} f$$

Mentre il flusso totale che si riceve quando il pianeta non sta transitando è:

$$F = \frac{\pi R_s^2}{A} f$$

ove si è indicato con R_s il raggio della stella.

Infine si trova che:

$$\frac{\Delta F}{F} = \frac{\pi R^2}{A} f \frac{A}{\pi R_s^2 f} = \left(\frac{R}{R_s}\right)^2$$

Che si può invertire e trovare infine R in funzione di ΔF , F e R_s , dei quali i primi due si ottengono direttamente dalle misure, come espresso precedentemente, e l'ultimo lo si ricava per altra via.

Nella realtà la curva di luce della stella non è quasi mai così semplice come quella descritta in precedenza perché bisogna considerare che il flusso che noi riceviamo da ogni elementino che costituisce l'emisfero visibile della stella è pari al flusso emesso dall'elementino sottostante che si trova ad una profondità ottica pari a due terzi. Ciò vuol dire che la radiazione elettromagnetica da lui emessa, prima di fuoriuscire dalla stella e successivamente raggiungere l'osservatore, deve attraversare uno strato, la cui lunghezza moltiplicata per il coefficiente d'assorbimento dello strato attraversato dia esattamente due terzi. Il risultato è che osservando elementini che si trovano sempre più vicini al bordo del disco della stella, si riceve il quantitativo di flusso pari a quello emesso dal rispettivo elementino che si trova a quella precisa profondità ottica ma ad una maggiore distanza dal centro della stella. Stella che essendo composta approssimativamente da gusci sferici di densità e temperature decrescenti verso l'esterno, fa sì che esso sia più freddo e quindi emetta un minor quantitativo di luce, facendo sembrare il bordo del disco della stella meno luminoso. Questo effetto si chiama oscuramento al bordo e modifica la curva di luce durante il transito, in modo che sia più arrotondata e con una profondità poco diversa.

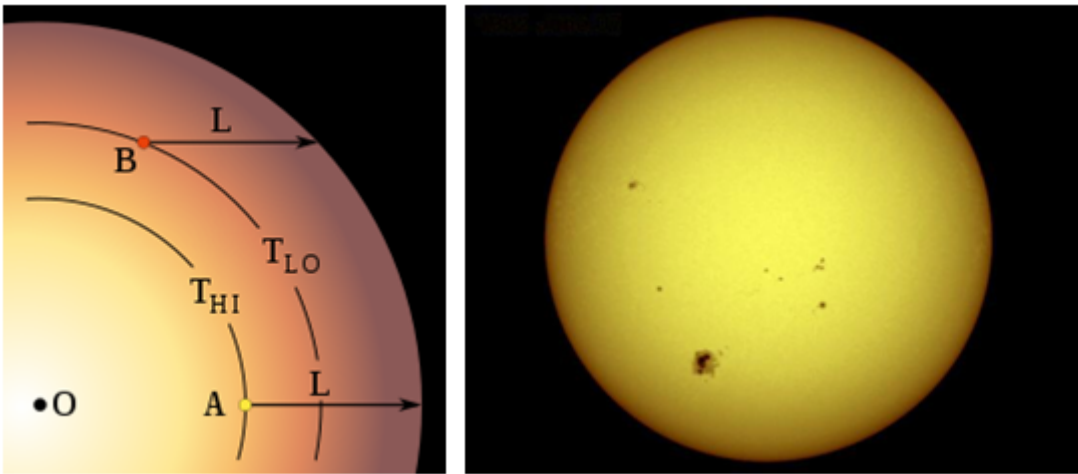


Figura 1.6: Nell'immagine di sinistra vi è uno schema dell'oscuramento al bordo, in cui l'osservatore osserva (sempre alla stessa profondità ottica L) l'elementino A di temperatura T_{HI} nel centro del disco della stella, e l'elementino B di temperatura T_{LO} nei pressi del suo bordo. A destra vi è un'immagine del Sole.

Inoltre l'ellitticità delle orbite influenza sia la durata complessiva del transito sia gli intervalli di tempo che impiega il disco del pianeta per entrare e successivamente fuoriuscire da quello della stella, che coincidono solo nel caso in cui il pianeta passi per il pericentro o per l'apocentro della sua orbita quando si trova a metà del transito. Per esempio se il transito si verifica prima che il pianeta si venga a trovare sul pericentro della sua orbita e dopo averne oltrepassato l'apocentro, accade che il tempo necessario al disco del pianeta per fuoriuscire da quello della stella sia inferiore del tempo che invece ha impiegato all'inizio del transito per entrarvi (Perryman 2011).

1.2 Programmi per la scoperta degli esopianeti

Per individuare gli esopianeti sono attivi una moltitudine di strumenti, alcuni dei quali elencati nelle tabelle 1.4 ed 1.5.

Tutti questi strumenti hanno portato alla scoperta di un grande numero di esopianeti, come si può vedere dalla seguente tabella:

| metodo | numero |
|---------------------------------|--------|
| Transito | 1136 |
| Velocità radiale ed astrometria | 573 |
| Direct Imaging | 50 |
| Micro lente gravitazionale | 29 |
| Timing | 14 |
| tutti | 1802 |

Tabella 1.3: numero di esopianeti individuati con i rispettivi metodi (Exoplanet.eu)

Nonostante tutti questi esopianeti confermati, fare un grafico del numero di esopianeti trovati in funzione delle loro caratteristiche, come massa, raggio o semiasse maggiore dell'orbita, può portare a interpretazioni errate se non si tiene in considerazione che la maggior parte di essi sono stati individuati con l'uso della tecnica della velocità radiale e di quella del transito che soffrono di un effetto di selezione. La prima è in grado di individuare più facilmente esopianeti di massa maggiore e con orbite il cui semiasse maggiore sia inferiore, mentre con la seconda tecnica si individuano più facilmente esopianeti di raggio maggiore, perché così risulta maggiore la profondità del transito, e con periodo orbitale inferiore, perché ciò permette di osservare, a parità di tempo di osservazione, più transiti dello stesso pianeta sulla medesima stella.

| metodo | telescopio (strumento) | Luogo | numero telescopi | diametro telescopio | banda di osservazione (nm) | operatività |
|------------------|------------------------|-----------------------|------------------|---------------------|----------------------------|------------------|
| Velocità radiale | OHP (SOPHIE) | G Francia | 1 | 1.9m | 382-693 | dal 1995 |
| | Keck (Hires) | G Hawaii (Mauna Kea) | 1 | 10m | 390-620 | dal 1996 |
| | Euler (CORALIE) | G Cile (La Silla) | 1 | 1.2m | 378-691 | dal 1998 |
| | VLT (UVES) | G Cile (Paranal) | 1 | 8.2m | 300-1100 | dal 2000 |
| | ESO (HARPS) | G Cile (La Silla) | 1 | 3.6m | 378-691 | dal 2003 |
| | Subaru | G Hawaii (Mauna Kea) | 1 | 8.2m | ottico ed infrarosso | dal 2004 |
| | AAT (AAOMEGA) | G Australia | 1 | 3.9m | 370-950 | dal 2006 |
| | TNG (HARPS-N) | G Canarie (La Palma) | 1 | 3.6m | 383-693 | dal 2012 |
| | Warsaw (OGLE III) | G Cile (Las Campanas) | 1 | 1.3m | ottico | dal 2001 |
| | MOST | S orbita polare | 1 | 0.15m | 375-675 | dal 2003 |
| Transito | Spitzer | S orbita eliocentrica | 1 | 0.85m | 3000-180000 | dal 2003 |
| | HatNet | G Arizona | 5 | 0.11m | ottico | dal 2003 |
| | SuperWASP | G Hawaii (Mauna Kea) | 2 | 0.11m | | |
| | | G Canarie (La Palma) | 1 | 8 da 0.11m | ottico | dal 2006 |
| | | G Sud Africa | 1 | 8 da 0.11m | | |
| | CoRoT | S orbita polare | 1 | 0.27m | 370-950 | dal 2006 al 2012 |
| | MEarth-North | G Arizona | 8 | 0.4m | infrarosso | dal 2008 |
| | CSTAR | G Antartide | 1 | 4 da 0.15m | ottico | dal 2008 |
| | Kepler | S orbita eliocentrica | 1 | 0.95m | 400-850 | dal 2009 |
| | HatSouth | G Cile (Las campanas) | 2 | 4 da 0.18m | ottico | dal 2009 |
| | G Australia | 2 | 4 da 0.18m | | | |
| | G Namibia | 2 | 4 da 0.18m | | | |
| ASTEPA 400 | G Antartide | 1 | 0.4m | 600 – 800 | dal 2010 | |
| TRAPPIST | G Cile (La Silla) | 1 | 0.6m | vicino infrarosso | dal 2010 | |
| VST(OmegaCAM) | G Cile(Paranal) | 1 | 2.6m | ottico | dal 2011 | |

Tabella 1.4: Elenco dei telescopi usati per trovare gli esopianeti. I due telescopi scritti in grassetto sono quelli che hanno dato il maggior contributo.

| metodo | telescopio (strumento) | Luogo | numero telescopi | diámetro telescopio | banda di osservazione (nm) | operatività |
|----------------------------|-------------------------|--------------------------|------------------|-------------------------------|----------------------------|------------------|
| Astrometria | Hipparcos | S orbita geostazionaria | 1 | 0.29m | ottico | dal 1989 al 1993 |
| | Palomar PTI | G California | 3 | 0.4m | vicino infrarosso | dal 1995 al 2008 |
| | du Pont (CAPS) | G Cile (Las Campanas) | 1 | 2.5m | 810-910 | dal 2007 |
| | Keck (ASTRA) | G Hawaii (Mauna Kea) | 2 | 10m | vicino infrarosso | dal 2008 |
| | VLTl (PRIMA) | G Cile (Paranal) | 4 | 8.2m | 1000-13000 | dal 2009 |
| Imaging | GAIA | S punto lagrangiano L2 | 1 | 2 da 1.45 × 0.5m ² | 330-1000 | dal 2013 |
| | Keck-I | G Hawaii (Mauna Kea) | 2 | 10m | vicino e medio infrarosso | dal 2001 al 2012 |
| | VLTl | G Cile (Paranal) | 4 | 2m | vicino infrarosso | dal 2002 |
| Micro lente gravitazionale | LBT | G Arizona (monte Graham) | 1 | 2 da 8.4m | ottico ed infrarosso | dal 2008 |
| | VLT (SPHERES) | G Cile (Paranal) | 1 | 8.2m | 1000-2300 | dal 2014 |
| | Gemini South (GPI) | G Cile (Cerro Pachon) | 1 | 8.1m | 900-2400 | dal 2014 |
| | MACHO | G Australia | 1 | 1.3m | ottico | dal 1992 |
| | Warsaw (OGLE II-III-IV) | G Cile (Las Campanas) | 1 | 1.3m | ottico | dal 1997 |
| MOA | G Nuova Zelanda | 1 | 1.8m | ottico | dal 2004 | |

Tabella 1.5: elenco dei telescopi usati per individuare gli esopianeti.

| metodo | telescopio (strumento) | Luogo | numero telescopi | diametro telescopio | banda di osservazione (nm) | inizio operatività? |
|----------------------------|------------------------|--------------------------|------------------|---------------------|----------------------------|---------------------|
| Velocità radiale | Zeiss (CARMENES) | G Almeria | 1 | 3.5m | 500-1700 | 2015 |
| | VLT (ESPRESSO) | G Cile (Paranal) | 4 | 8.2m | 380-780 | 2016 |
| | E-ELT (CODEX) | G Cile (Cerro armazones) | 1 | 39m | 370-710 | 2017 |
| | CFHT (SPIRou) | G Hawaii (Mauna Kea) | 1 | 3.6m | vicino infrarosso | 2017 |
| | TMT(MIRE) | G Hawaii (Mauna Kea) | 1 | 30m | 5000-25000 | 2018 |
| | GMT | G Cile (Las Campanas) | 1 | 24.5m | 320-25000 | 2020 |
| Astrometria | JMAPS | S orbita eliosincrona | 1 | 0.2m | 150-900 | 2015 |
| | Jasmine | S orbita eliosincrona | 1 | 0.8m | infrarosso | 2016 |
| | NEAT | S punto lagrangiano L2 | 1 | 1 | - | 2020 |
| Transito | MEarth-South | G Cile (Cerro Tololo) | 8 | 0.4m | vicino infrarosso | 2014 |
| | CHEOPS | S orbita eliosincrona | 1 | 0.3m | 400 – 1100 | 2017 |
| | TESS | S orbita terrestre alta | 1 | 4 da 0.1m | 600-1000 | 2017 |
| | SPICA | S punto lagrangiano L2 | 1 | 3.5m | 3500-200000 | 2017 |
| | JWST (NIRISS) | S punto lagrangiano L2 | 1 | 6m | 800-5000 | 2018 |
| | ECho | S punto lagrangiano L2 | 1 | 1.2m | 500-11000 | dal 2003 |
| Imaging | PLATO | S punto lagrangiano L2 | 1 | 34 da 0.12m | 500-1050 | dal 2024 |
| | E-ELT (EPICS) | G Cile (Cerro armazones) | 1 | 39m | 370-710 | 2017 |
| | JWST (NIRCAM) | S punto lagrangiano L2 | 1 | 6m | 600-5000 | 2018 |
| | THEIA | S punto lagrangiano L2 | 1 | 4m | 400-700 | 2020 |
| | WFIRST-AFTA | S orbita geosincrona | 1 | 2.4m | 400-1000 | >2020 |
| | ATLAST | S punto lagrangiano L2 | 1 | 8-16m | ottico | >2020 |
| Micro lente gravitazionale | MPF | S orbita geosincrona | 1 | 1.1m | 600-1600 | 2016 |
| | WFIRST-AFTA | S orbita geosincrona | 1 | 2.4m | 700-2000 | >2020 |
| | KMTnet | G Cile (Las Campanas) | 1 | 1.6m | ottico | 2014 |
| | | G Australia | 1 | 1.6m | ottico | |
| | | G Sud Africa | 1 | 1.6m | ottico | |

Tabella 1.6: I due telescopi evidenziati in grassetto sono quelli in cui l'università di Padova stà contribuendo per la loro progettazione.

Capitolo 2

Sorgenti d'errore nell'individuare un transito

Ciò che incide di più sulla possibilità di individuare o meno il transito di un pianeta è l'errore associato alla misura del flusso ricevuto dalla stella. Osservando da terra il problema maggiore è la scintillazione che è indipendente dal flusso osservato della sorgente. Diversamente all'indebolirsi della sorgente osservata tendono a prevalere sempre di più il rumore fotonico e quello di fondo cielo, come si può vedere nella figura seguente:

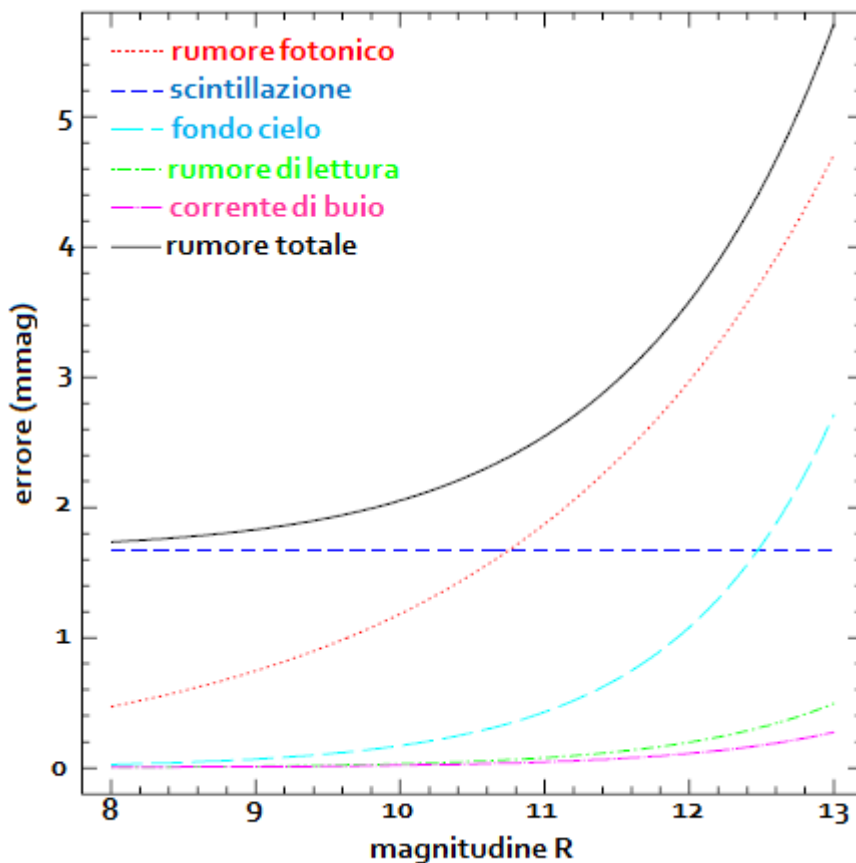


Figura 2.1: Grafico con in ascissa la magnitudine in banda R di una stella ed in ordinata l'errore relativo in magnitudine, suddiviso nelle varie sorgenti d'errore, in una tipica osservazione di un transito dal telescopio Copernico di Asiago. (Adattata da V. Nascimbeni et al. 2011)

Le sorgenti di rumore appena menzionate permettono di scoprire da terra solo gli esopianeti

Tabella 2.1: profondità relativa di un transito planetario per diverse configurazioni

| pianeta | raggio stella | $\Delta F/F$ | raggio stella | $\Delta F/F$ |
|---------|---------------|----------------------|----------------|----------------------|
| Terra | $1R_{\odot}$ | 8.3×10^{-5} | $0.1R_{\odot}$ | 8.3×10^{-3} |
| Marte | $1R_{\odot}$ | 2.4×10^{-5} | $0.1R_{\odot}$ | 2.4×10^{-3} |
| Giove | $1R_{\odot}$ | 0.01 | $0.1R_{\odot}$ | 1 |
| Nettuno | $1R_{\odot}$ | 1.3×10^{-3} | $0.1R_{\odot}$ | 0.13 |

per cui $\Delta F/F \geq 0.001$, impedendo di individuare quelli di dimensioni terrestri che orbitano attorno a stelle di tipo solare, come mostrato nella tabella 2.1:

Diversamente se usiamo questo metodo, osservando tramite un telescopio in orbita nello spazio, gli effetti della scintillazione non sono più presenti, si riduce il rumore di fondo cielo, rimane invariato il rumore fotonico e risultano più evidenti fonti di rumore legate alla lettura del sensore, alla corrente di buio, alla fotosfera della stella in esame ed altre che saranno trattate più avanti.

2.1 La scintillazione

La scintillazione è il termine usato per descrivere quel fenomeno di continua variazione del flusso ricevuto dalla sorgente che si verifica su tempi scala, che all'aumentare della lunghezza d'onda della luce osservata, variano tra i centesimi ed i decimi di secondo.

Questo fenomeno è causato dalla presenza nell'atmosfera di vortici e moti turbolenti che ne modificano continuamente l'indice di rifrazione. Variazioni che a loro volta deformano il fronte d'onda, originariamente piano, dell'onda elettromagnetica durante il suo passaggio e di conseguenza anche la sua direzione di propagazione, che è sempre ortogonale al piano tangente al fronte d'onda.

Il risultato è che la superficie terrestre non viene illuminata in modo uniforme dalla luce emessa dalla sorgente, ma risulta suddivisa in piccole regioni, ciascuna delle quali riceve un quantitativo di flusso variabile in funzione del tempo. (Sterken 1992)

Si è trovato che l'errore (σ) sulla misura del flusso indotto dalla scintillazione dipende dall'apertura del telescopio (D), dal numero di fotoni della stella che sono stati individuati (N_{ph}), dal tempo d'integrazione (t), dall'altitudine dell'osservatorio (h) e dalla massa d'aria (a_m), ossia dal rapporto tra lo spessore della colonna di gas attraversata dalla luce e lo spessore dell'atmosfera allo zenit (Dravins et al. 1998).

$$\sigma \propto \frac{a_m^{3/2} e^{-h/8}}{D^{2/3} \sqrt{t}} N_{ph}$$

Da ciò si vede che la scintillazione riduce la precisione fotometrica all'aumentare della massa d'aria e di conseguenza al diminuire dell'altezza in cielo dell'astro osservato ed al diminuire sia dell'apertura del telescopio sia del tempo d'integrazione.

2.2 Il rumore fotonico

Anche supponendo di osservare una sorgente di luminosità perfettamente costante con l'utilizzo di un sensore privo di errori di misura, rimane tuttavia un'indeterminazione sulla misura del flusso ricevuto dalla sorgente.

Quest'errore non è eliminabile perché è dovuto alla natura corpuscolare della luce, ossia alla sua quantizzazione dell'energia in pacchetti detti fotoni, di cui ognuno contiene un'energia pari esattamente ad $E_{ph} = h\nu$.

La probabilità P_r che in un intervallo di tempo incidano sullo stesso pixel un numero di fotoni pari ad i è data dalla distribuzione di Poisson:

$$P_r(i) = e^{-n} \frac{n^i}{i!}$$

ove n indica il numero medio di fotoni che incide sul pixel nell'intervallo di tempo scelto precedentemente.

La proprietà importante di questa distribuzione è che la deviazione standard $\sigma = \sqrt{n}$, di conseguenza il rapporto segnale-rumore $S/N = n/\sqrt{n} = \sqrt{n}$, da ciò si vede che l'incremento di questo rapporto lo si ottiene aumentando il numero di fotoni ricevuti. Ciò vuol dire che aumentare il diametro del telescopio oppure il tempo di esposizione sono entrambi dei modi per incrementare il rapporto segnale-rumore; inoltre bisogna tenere in considerazione che il numero di fotoni individuati aumenta all'aumentare del coefficiente di trasmissione delle ottiche e dell'efficienza quantica del sensore CCD o di qualsiasi strumento utilizzato per individuarli (Sterken 1992).

2.3 Il fondo cielo

Per determinare il quantitativo di flusso ricevuto da una sorgente non è sufficiente sommare i conteggi su tutti i pixel del CCD coperti dalla PSF (point spread function) del telescopio utilizzato. Tutti i pixel del sensore ricevono fotoni sia da sorgenti di sfondo il cui flusso apparente è troppo debole per essere misurato, sia dalle polveri interplanetarie che riflettono parte della radiazione solare che incide su di loro, sia dall'inquinamento luminoso sia dalla Luna ed anche dagli strati alti dell'atmosfera. In particolare l'ultimo fenomeno è causato da quelle particelle che durante il giorno sono state ionizzate dalla radiazione elettromagnetica emessa dal sole nell'ultravioletto e che durante la notte, non essendo più investite da questa radiazione, si ricombinano emettendo un fotone di energia pari alla differenza di energia dell'elettrone durante la transizione dallo stato libero allo stato legato. I fotoni provenienti da queste sorgenti fanno parte di quello che viene comunemente chiamato fondo cielo.

Sono state sviluppate più tecniche con lo scopo di eliminare dai conteggi della sorgente quelli legati al fondo cielo, una di queste è la fotometria d'apertura, che non può essere applicata in quelle regioni dell'immagine dove vi è un affollamento di sorgenti come ad esempio negli ammassi di stelle.

Questa tecnica consiste nel definire nell'immagine una circonferenza ed un anello entrambi centrati sulla stessa sorgente, di cui la circonferenza deve contenere tutti i pixel coperti dalla PSF e per questo motivo di solito gli si associa un diametro pari al triplo della larghezza a mezza altezza (FWHM) della PSF, mentre l'anello viene scelto in modo che al suo interno non vi siano sorgenti e che non intersechi la circonferenza definita prima.

Successivamente si conta il valor medio del cielo presente nei pixel dell'anello e si toglie questa quantità ad ogni pixel che si trova nella circonferenza (Sterken 1992).

Se I_{s+sky} è la somma dei conteggi su tutti i pixel, di numero pari a n_{pix} , coperti dalla PSF e I_{sky} è il quantitativo medio, oppure la mediana, dei conteggi del cielo su ogni pixel, allora il numero totale di conteggi della sorgente I_s è pari a:

$$I_s = I_{s+sky} - n_{pix} \cdot I_{sky}$$

Seguendo la trattazione di Howell (2006), trascurando l'errore dovuto al sensore e considerando solo il rumore fotonico relativo sia ai conteggi della sorgente (σ_s) sia ai conteggi del fondo cielo (σ_{sky}), che per le proprietà della statistica di Poisson descritta prima risultano pari a:

$$\sigma_s = \sqrt{I_s} \quad \sigma_{sky} = \sqrt{I_{sky}}$$

il rumore fotonico complessivo è:

$$N = \sqrt{I_s + n_{pix} \cdot I_{sky}}$$

Che possiamo anche scriverlo in funzione del numero di conteggi medio per unità di tempo della sorgente (F_s) e del cielo (F_{sky}):

$$N = \sqrt{F_s \cdot t + n_{pix} \cdot F_{sky} \cdot t}$$

E quindi il rapporto segnale-rumore è:

$$\frac{S}{N} = \frac{F_s \cdot t}{\sqrt{F_s \cdot t + n_{pix} \cdot F_{sky} \cdot t}} \propto \sqrt{t}$$

(Howell 2006).

2.4 Contaminazione

L'incertezza sulla misura del flusso ricevuto da una sorgente può aumentare se la sua PSF si sovrappone a quella di un'altra o più sorgenti vicine; in tal caso possono verificarsi due cose:

1. Il rumore fotonico di ciascuna delle altre sorgenti si va ad aggiungere al rumore fotonico della sorgente in esame;
2. Una delle altre sorgenti può essere una binaria ad eclisse, e nell'intervallo di tempo in cui questa ha una forte diminuzione del flusso può portare ad una diminuzione sulla misura del flusso ricevuto dalla sorgente d'interesse, che può essere confuso per un transito.

2.5 Jitter

Il jitter è un termine usato per indicare quelle piccole variazioni nella direzione di puntamento del telescopio la cui conseguenza è quella di spostare leggermente la posizione delle sorgenti osservate all'interno del campo di vista. Questi piccoli spostamenti possono essere causati da variazioni sia del campo gravitazionale sia del campo magnetico, da errori nella guida, da flessioni meccaniche ed anche da variazioni di temperatura del telescopio.

Questo fenomeno influenza la precisione delle misure fotometriche per due motivi. Il primo è legato al non ricentramento della maschera fotometrica, ovvero l'area del sensore all'interno del quale viene integrato il flusso della sorgente, di conseguenza un piccolo spostamento può portare la PSF ad uscire dalla sua area designata diminuendo la misura del flusso di radiazione da essa ricevuto. L'altra causa è legata al fatto che ciascun pixel del sensore è sensibile in modo diverso alla radiazione elettromagnetica incidente quindi un leggero spostamento della PSF sul sensore può portare ad una misura differente del flusso che se non corretta adeguatamente può essere confusa per una variazione del flusso ricevuto dalla stella.

2.6 Condizioni ambientali

Le misure fotometriche sono influenzate anche dall'ambiente in cui il telescopio si trova. Per esempio ad una quota di quasi mille chilometri un telescopio spaziale è sottoposto a variazioni di temperatura su tempi scala delle ore oppure paragonabili al suo periodo di rivoluzione intorno alla terra; causati dal suo continuo entrare o uscire dal cono d'ombra della terra, da variazioni di quest'ultima sul quantitativo di radiazione infrarossa emessa e di quella solare riflessa dalla sua superficie ed atmosfera. Variazioni che influenzano anche la temperatura del sensore CCD con conseguenze sulle sue caratteristiche come il gain, il bias e la corrente di buio. Inoltre il campo magnetico terrestre non è un dipolo perfetto ma è decentrato di 450km dal centro della terra ed inclinato di 11 rispetto all'asse di rotazione terrestre. Ciò fa sì che le fasce di Van Allen siano distorte sopra il Sud America, regione nota anche come anomalia del Sud atlantico "SAA", e si trovino ad una quota inferiore esponendo il telescopio a quelle particelle, con energia compresa tra 100keV e 300MeV , che vi sono rimaste intrappolate e che originariamente costituivano i raggi cosmici, danneggiando così il sensore CCD (Auvergne 2009).

2.7 Raggi cosmici

I raggi cosmici sono costituiti da particelle con energia cinetica che può arrivare anche a 10^{20}eV ; nel 95% dei casi sono costituiti da protoni, per quasi il 5% da nuclei d'elio e per il restante da nuclei di elementi più pesanti. Queste particelle sono in grado di possedere energia sufficiente per far passare un enorme numero di elettroni dalla banda di valenza alla banda di conduzione del silicio di cui sono composti i pixel del sensore facendoli saturare, provocando il fenomeno del blooming e rendendoli così inutili per le analisi scientifiche. Se consideriamo il caso più frequente ossia quello di un raggio cosmico di energia di circa 10^8eV e che l'energia mediamente sufficiente ad un elettrone per passare dalla banda di valenza alla banda di conduzione è poco maggiore di 1eV si trova che il numero di elettroni generati dal raggio cosmico è dell'ordine di 10^8 . Valore che supera di qualche ordine di grandezza il numero di elettroni contenibili da un pixel che in genere è compreso tra $5 \cdot 10^4$ e 10^6 . Oltre a ciò alcune di queste particelle possono danneggiare permanentemente i pixel che hanno colpito facendo in modo che la corrente di buio su di essi assuma valori più elevati della media oppure che si formino ulteriori trappole per gli elettroni riducendo così l'efficienza del trasporto di carica (Groom 2002).

Si è osservato sperimentalmente che il valore della corrente di buio di un pixel, dopo essere stato colpito da una particella energetica, subisce un improvviso aumento nel momento dell'impatto, e successivamente o diminuisce in modo esponenziale fino a rimanere quasi costante su un valore più elevato di quello precedente all'urto, oppure presenta un'evoluzione temporale più complessa della precedente, caratterizzata da una successione di salti a livelli diversi, tra i quali il valore della corrente di buio si può ritenere quasi costante (Pinheiro da Silva 2008).

La probabilità che un raggio cosmico incida il sensore di un telescopio spaziale è più alta rispetto alla probabilità di colpirne uno di un telescopio che si trova sul suolo terrestre perché il primo non è protetto dall'atmosfera terrestre, diversamente dal secondo.

2.8 La fotosfera stellare

La luminosità di una stella presenta delle variazioni dovute alla propagazione di onde nei suoi strati interni. Tra queste vi sono le onde di pressione che si propagano nella direzione radiale rispetto al centro della stella, in modo del tutto analogo alla propagazione del suono nell'atmo-

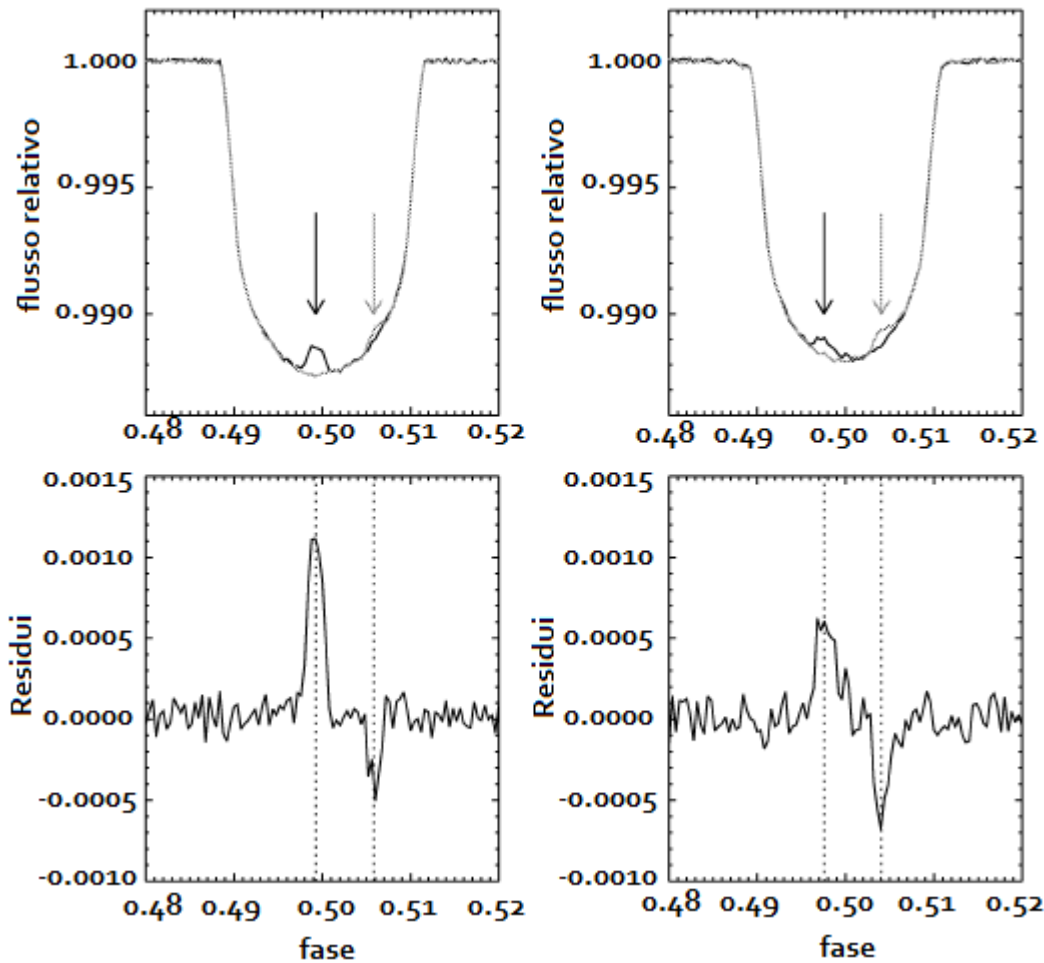


Figura 2.2: Curve di luce di transiti planetari avvenuti il 26 aprile (nero) ed il 29 aprile (grigio) nelle due figure più in alto, in basso sono mostrate le differenze tra le due curve di luce avvenute nei due giorni distinti. Le frecce indicano le variazioni di flusso causate dalla presenza di macchie stellari (immagine adattata da Silva-Valio 2008).

sfera terrestre, e le onde trasversali simili alle onde sulla superficie di un liquido che invece si propagano in direzione ortogonale alle precedenti.

Le prime sono identificate con il nome di p-modi, perché in questo caso è proprio la forza di pressione quella che cerca di mantenere l'equilibrio tra i vari elementini di gas che costituiscono la stella, diversamente il secondo tipo di onde vengono chiamate g-modi perché stavolta ciò che cerca di restaurare l'equilibrio è la forza di gravità.

A parte le differenze che caratterizzano i vari modi di propagazione di un'onda nell'interiorità della stella, esse sono accomunate dal fatto di alternare in maniera continua tra compressione e decompressione di ciascun elementino della stella perturbandone in tal modo la temperatura e così anche il quantitativo di radiazione elettromagnetica emessa da ciascuno di essi.

Nella fotosfera di una stella sono presenti anche altri fenomeni come le macchie e le facole. I primi si riferiscono a quelle regioni in cui la presenza di un forte campo magnetico riduce la trasmissione del calore per convezione dagli strati più interni verso quelli più superficiali. E' per questo motivo che quest'ultimi si raffreddano emettendo così un quantitativo minore di radiazione elettromagnetica rispetto alle regioni circostanti e sembrando più scuri.

Le facole invece sono regioni della superficie della stella che emettono un quantitativo di luce

maggiore rispetto alle regioni circostanti (Strassmayer 2009).

Ipotizzando di osservare due volte il transito dello stesso esopianeta sulla medesima stella: in cui la prima volta la stella non presenta i fenomeni appena descritti, mentre durante il secondo transito la stella presenta una macchia che non viene oscurata dal disco del pianeta. Si osserva che durante entrambi i transiti, il pianeta fa diminuire il flusso della stella dello stesso quantitativo in termini assoluti, ma la profondità relativa del transito risulta maggiore nel secondo proprio perché durante di questo che il flusso totale ricevuto dalla stella è diminuito. Ovviamente accade l'esatto opposto nel caso in cui sulla superficie della stella sia presente una facola.

Nell'ipotesi in cui il disco del pianeta oscuri la macchia o la facola, si verifica un decremento o rispettivamente un aumento della profondità assoluta del transito solo nell'arco di tempo in cui il pianeta la oscura (Czesla 2009).

2.9 Sorgenti d'errore legate al sensore CCD

Al giorno d'oggi i sensori CCD sono gli strumenti più usati per riprendere le immagini nell'astronomia osservativa, tant'è che se ne è fatto uso sulla stragrande maggioranza dei telescopi costruiti negli ultimi trent'anni, tra cui anche CoRoT e Kepler e saranno utilizzati anche per le missioni future come CHEOPS e PLATO.

Questo perché tale strumento a differenza dei suoi predecessori, le lastre fotografiche, è in grado, per almeno 2/3 della sua banda passante, di percepire oltre 60% dei fotoni che lo investe e con un massimo che può raggiungere anche il 90%. Diversamente dai suoi predecessori che riuscivano a percepire mediamente solo 2 – 3% e non superavano mai il 10%. Inoltre bisogna anche considerare che le lastre fotografiche erano sensibili principalmente alla radiazione elettromagnetica appartenente alla regione blu dello spettro, mentre i sensori CCD presentano una sensibilità superiore al 10% mediamente per tutti i fotoni con lunghezza d'onda compresa tra i 300nm e i 1100nm, banda più ampia di quella delle lastre fotografiche (Howell 2006).

2.9.1 Cos'è un CCD ed il suo funzionamento

Il primo prototipo di CCD, sigla che sta per “charge coupled device” che significa “dispositivo ad accoppiamento di carica”, fu inventato nel 1969.

Il CCD è un dispositivo di forma rettangolare o quadrata composto da una matrice di elementi più piccoli, detti pixel. Ciascuno di loro presenta al suo interno tre coppie di elettrodi, necessari per formare una buca di potenziale dove sono immagazzinati gli elettroni che per effetto fotoelettrico sono riusciti a passare dalla banda di valenza alla banda di conduzione del silicio; materiale semiconduttore nel quale la differenza di potenziale tra le due bande è di 1.14eV. Di conseguenza un elettrone per compiere la transizione ha bisogno di assorbire un fotone di energia $E_{ph} = h\nu$, dove ν è la frequenza e h è la costante di Planck, almeno pari a questa quantità ovvero che la lunghezza d'onda $\lambda = c/\nu$ massima del fotone deve essere di 1088nm, se il fotone ha una lunghezza d'onda maggiore e quindi minore energia, attraversa il sensore senza interagire con il silicio (Howell 2006; Janesick 2001).

Successivamente all'esposizione del CCD al flusso di radiazione elettromagnetica, segue il trasferimento della carica accumulata in ciascun pixel lungo le colonne del sensore. Per riuscire in questa operazione i voltaggi degli elettrodi, che separano il pixel in tre regioni distinte di cui la prima si trova al potenziale V_1 , la seconda a V_2 e la terza ha un potenziale pari a V_3 , sono alternati ripetendo un ciclo a tre fasi come mostrato nella figura che si trova in alto a destra.

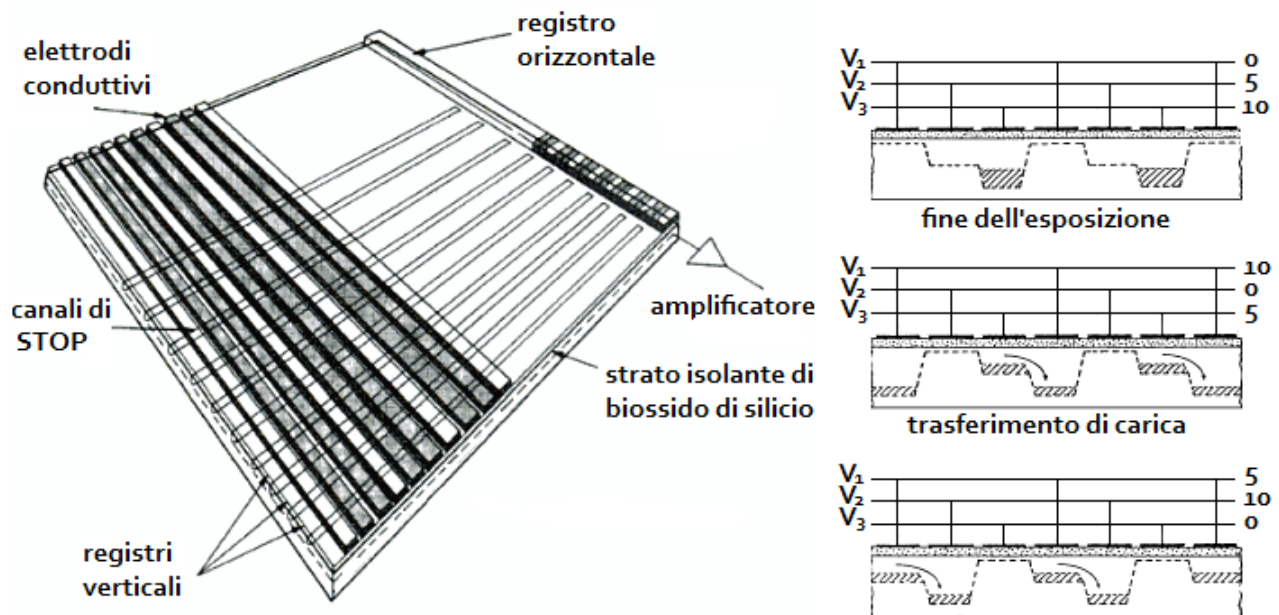


Figura 2.3: nella figura di sinistra vi è una rappresentazione di CCD (adattata da Janesick 2001), a destra sono raffigurate le tre fasi di cambiamento dei potenziali che portano la carica a trasferirsi sul pixel adiacente (adattata da Howell 2006).

Al termine del ciclo, la carica si ritrova sul pixel della colonna successiva, in particolare quella che era collocata sull'ultima colonna del sensore ora si trova sul registro, ossia una normale colonna del sensore che non è stata esposta alla luce e che presenta in una delle sue due estremità l'amplificatore. Quando la carica si trova sul registro viene spostata con lo stesso metodo verso l'amplificatore che ha il compito di assegnare ad ogni pacchetto un voltaggio, il quale successivamente viene convertito in un numero digitale, detto conteggio espresso in ADU (analog digital unit) tramite un convertitore. Dato che si sta convertendo un segnale analogico (che può assumere un insieme continuo di valori) in un segnale digitale (in cui il numero di valori diversi disponibili è ristretto e dipende dal numero di bit utilizzati per scriverli) diventa necessario quantizzare il voltaggio, cioè definire quel quantitativo di voltaggio che fa aumentare di un'unità il conteggio, ossia definire il "gain" del sensore. Il gain è scelto in modo che il valore più alto possibile che può raggiungere il convertitore sia pari al massimo voltaggio che può essere assegnato ad un pixel, il quale dipende dal numero massimo di elettroni che è in grado di contenere.

La misurazione del valore del voltaggio è affetta da errori casuali, quindi se il suo valore è molto vicino allo zero può succedere di ottenere valori negativi, cosa che renderebbe necessario l'utilizzo del primo bit per scrivere il segno e così utilizzare un bit in meno per scrivere il valore del voltaggio aumentando il gain. Per evitare questo si assegna ad ogni pixel un valore di minimo, detto bias, al quale si somma il voltaggio del pixel vero e proprio, come se si cominciasse a contare da un valore positivo anziché dallo zero. Questo stratagemma rende superfluo specificare il segno del conteggio con l'utilizzo del primo bit perché è ovvio che il conteggio non assumerà mai un valore negativo, rendendo disponibili un quantitativo maggiore di valori che possono essere assegnati al pixel durante l'operazione di lettura, diminuendo di fatto il gain.

Una volta associato un conteggio ad ogni pixel del registro, si reitera tutto il procedimento con i pacchetti restanti negli altri pixel del sensore (Howell 2006; Janesick 2001).

Le prestazioni di un sensore CCD sono descritte da sette parametri:

1. L'efficienza quantica (quantum efficiency – QE) che è definita come il rapporto tra il numero di elettroni raccolti ed il numero di fotoni incidenti ad una data lunghezza d'onda;
2. Il numero di elettroni che ciascun pixel è in grado di contenere (full well capacity – CFW);
3. L'efficienza di raccolta della carica (charge collection efficiency – CCE) che è definita come la frazione degli elettroni raccolti nel pixel d'interazione del fotone con il silicio;
4. L'efficienza del trasferimento della carica (charge transfer efficiency – CTE) che è definita come la percentuale di elettroni all'interno del pacchetto che sono stati trasferiti con successo nel pixel adiacente;
5. La linearità della risposta (linearity of response) che indica la capacità del rivelatore di fornire un segnale in risposta sempre direttamente proporzionale all'intensità della radiazione incidente;
6. La non uniformità della risposta (photo response non uniformity – PRNU) che indica di quanto si discosta la risposta di ciascun pixel da quella degli altri quando sono tutti irraggiati dallo stesso quantitativo di radiazione elettromagnetica;
7. Intervallo dinamico (dynamic range – DR) definito come il rapporto fra il massimo segnale e quello minimo rilevabile dal sensore che corrispondono rispettivamente alla massima capacità che ha un pixel di contenere elettroni ed al rumore di lettura.

2.9.2 Saturazione e Blooming

Ciò che permette ad un pixel di contenere gli elettroni che sono passati nella banda di conduzione del silicio è quello che viene chiamato “gate”, che è una struttura composta da tre coppie di elettrodi che costringono gli elettroni al suo interno. Quando in esso aumenta il numero di elettroni, aumenta anche la forza colombiana con la quale si respingono a vicenda che di conseguenza tende a farli uscire dal “gate”. Quando ciò succede significa che il numero di elettroni che vi si trova ha superato il numero massimo di elettroni da esso contenibili che così si diffondono nei pixel adiacenti. Questo fenomeno è visibile prima lungo la direzione del trasferimento di carica, cioè lungo le righe del CCD, e quando tutti i pixel della riga sono saturi, il fenomeno si verifica lungo le colonne, questo perché la differenza di potenziale applicata tra due pixel vicini della stessa riga è inferiore alla differenza di potenziale applicata tra due pixel adiacenti della stessa colonna (Janesick 2001).

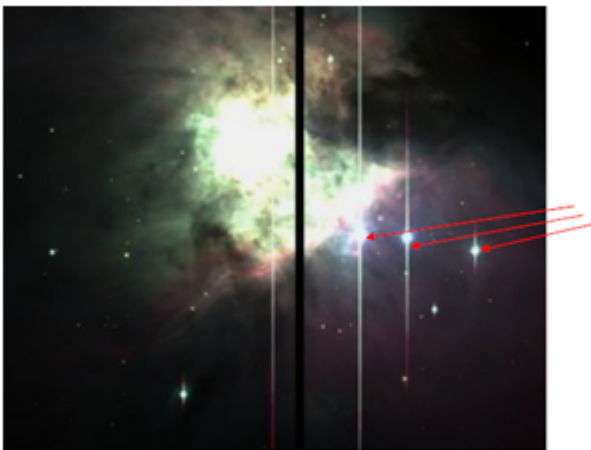


Figura 2.4: Immagine ripresa da due sensori CCD, separati dalla linea nera. Il tempo d'esposizione è stato scelto abbastanza lungo per far vedere meglio la nebulosa M42.

Un modo per evitare questo fenomeno è quello di ridurre il tempo di esposizione in modo che si accumuli un quantitativo inferiore di carica su ciascun pixel oppure sfocare la PSF, un'alternativa è quella di usare CCD anti-blooming, i quali hanno l'inconveniente di ridurre l'efficienza quantica e la full well capacity dei pixel e di conseguenza sono meno adatti per l'individuazione di deboli sorgenti.

2.9.3 Corrente di buio e la modalita MPP

In ogni pixel vengono catturati tutti gli elettroni che dalla banda di valenza del silicio passano alla sua banda di conduzione. Fenomeno che si verifica solo quando ciascuno di loro possiede l'energia sufficiente per oltrepassare la differenza di potenziale tra le due bande, purtroppo ciò avviene sia per l'assorbimento di un fotone sia per l'agitazione termica. Ciascun elettrone del silicio interagisce continuamente con gli altri elettroni e con gli atomi del reticolo cristallino che compone il silicio stesso, scambiando con essi continuamente energia e di conseguenza la probabilità (P_B) che uno di loro ha di ottenere il quantitativo d'energia (E) minimo è descritto dalla statistica di Boltzmann:

$$P_B \propto T^{3/2} e^{-\frac{E}{kT}}$$

ove k è la costante di Boltzmann e T è la temperatura del sensore (Janesick 2001).

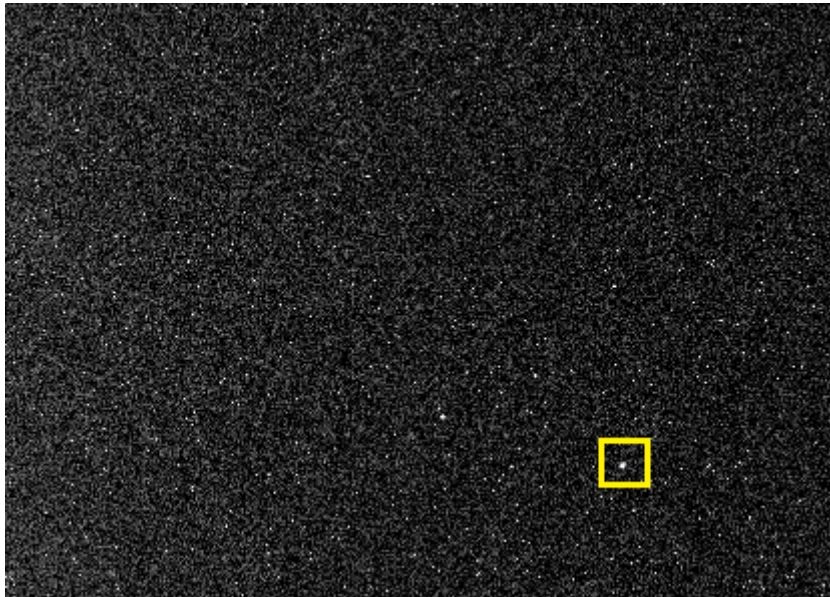


Figura 2.5: Esempio tipico di immagine ripresa con otturatore chiuso, detta dark frame. Si notano all'interno del riquadro giallo un gruppetto di pixel con un valore maggiore di corrente di buio e chiamati per questo motivo bright pixels.

Il fatto che questa probabilità sia diversa da zero implica che durante il tempo di posa si accumulano sia gli elettroni che hanno assorbito un fotone e che costituiscono il segnale della sorgente sia gli elettroni che riescono a passare nella banda di conduzione tramite il meccanismo appena spiegato e che sono indistinguibili dai precedenti, alterando così i conteggi.

A causare la corrente di buio sono anche le imperfezioni reticolari e la presenza di strati superficiali che influenzano l'efficienza del trasferimento di carica catturando gli elettroni per liberarli dopo che sia trascorso un certo intervallo di tempo. Gli stati si trovano nella transizione dal reticolo del silicio a quello del SiO_2 nella giunzione isolante-semiconduttore e possiedono un'energia compresa tra quella degli stati appartenenti alla banda di valenza del silicio e quella degli

stati della sua banda di conduzione. Quindi possono essere occupati sia dagli elettroni che dalle lacune, tuttavia la polarizzazione positiva degli elettrodi allontana le lacune, creando le zone di svuotamento, ed attrae i fotoelettroni in prossimità della giunzione dove possono rimanere intrappolati e rilasciati successivamente.

Ciò che influenza maggiormente la precisione delle misure fotometriche non è tanto il valor medio della corrente di buio ma piuttosto la sua dispersione intorno al valor medio. Analogamente al rumore fotonico anche la corrente di buio ha natura Poissoniana e per questo motivo la sua deviazione standard è pari alla radice quadrata del suo valor medio e di conseguenza una sua riduzione comporta una diminuzione del rumore causato dalla corrente di buio. Dall'equazione di Boltzmann si vede che la probabilità che un elettrone ha di acquistare sufficiente energia per agitazione termica, detto anche per effetto termoionico, scende al diminuire della temperatura ed è per questo motivo che i sensori vengono raffreddati fino a raggiungere una temperatura di circa -80°C che corrispondono a poco meno di 200K . Tuttavia lo stesso procedimento aumenta il tempo di rilascio degli elettroni che sono stati catturati dalle imperfezioni reticolari o dagli stati superficiali, aumentando la corrente di buio. Per evitare che ciò avvenga è stata sviluppata la tecnica di operare in modo invertito (CCD in modo MPP, dall'inglese 'multi phinned phase', a volte indicato anche con la sigla IMO che sempre dall'inglese sta per "inverted mode operation") che consiste nel polarizzare negativamente gli elettrodi del CCD che così attraggono le lacune presenti nei channel stops sotto gli elettrodi nella zona di giunzione eguagliando così il potenziale di questa regione a quello del substrato.

Queste lacune occupano tutti gli stati superficiali consentendo agli elettroni di rimanere liberi e diminuendo la corrente di buio di un fattore mille.

È bene notare che per un corretto funzionamento del modo MPP, occorre impiantare degli atomi accettori nella zona di giunzione di almeno uno degli elettrodi, altrimenti l'inversione del potenziale su tutti gli elettrodi non consentirebbe la presenza di alcuna zona di svuotamento durante la fase d'integrazione dell'immagine.

Il trasferimento dei pacchetti di carica da un pixel all'altro avviene con le normali procedure.

2.9.4 Carica spuria

La polarizzazione negativa degli elettrodi, nei CCD in modo MPP, spinge le lacune ad occupare gli stati superficiali della giunzione $\text{Si} - \text{SiO}_2$.

Nel momento in cui occorre trasferire i pacchetti di carica, i potenziali degli elettrodi transitano dal livello negativo ad uno positivo. La rapidità con la quale avviene tale passaggio fa sì che le lacune accumulate alla giunzione vengano spinte verso i channel stops con un'energia che dipende dalla rapidità con cui avviene la transizione e nel loro percorso possono interagire con gli atomi del silicio del substrato creando coppie elettrone-lacuna. Gli elettroni così liberati vengono raccolti nella zona di svuotamento più prossima, costituendo ciò che viene chiamata come "carica spuria" la cui entità dipende da quanti trasferimenti occorrono per trasportare un pacchetto di carica al nodo di lettura, per questo che gli effetti della carica spuria sono maggiori all'aumentare dell'area del sensore.

La carica spuria ha natura Poissoniana e di conseguenza il rumore che ne deriva è pari alla radice quadrata del numero di cariche liberate.

Il modo per diminuire la carica spuria a livelli tali da produrre un rumore accettabile è quello di controllare l'andamento del potenziale su ciascun elettrodo in funzione del tempo in modo da:

1. Aumentare il tempo di transizione dal livello negativo a quello positivo;
2. Diminuire la differenza fra il livello positivo e quello negativo;
3. Ridurre l'intervallo di tempo in cui il potenziale è positivo.

Riducendo così l'energia acquisita dalle lacune e l'intervallo di tempo in cui può verificarsi la produzione di carica spuria.

2.9.5 Rumore di lettura

Per rumore di lettura di un sensore si intende quel numero di elettroni introdotti nell'output finale durante la lettura del sensore. Questo rumore è composto da due componenti inseparabili. La prima è la conversione da analogico a digitale che non è perfettamente ripetibile, infatti ogni amplificatore e convertitore quando ricevono un segnale di input producono un segnale di output che non è univoco ma è caratterizzato dall'aver una distribuzione, non necessariamente Gaussiana, centrata sul valor medio. La seconda è dovuta alla medesima elettronica che produce elettroni aggiuntivi durante il processo.

Queste due cause di rumore si combinano insieme introducendo un errore sulla misura pari alla deviazione standard della distribuzione delle misure ed è questo il valore con il quale si definisce il rumore di lettura.

2.9.6 Smearing

L'effetto di smearing si verifica solo se il sensore non è provvisto di un otturatore per interrompere l'arrivo di fotoni dalle sorgenti che si trovano all'interno del campo di vista durante l'operazione di lettura. In tal caso l'arrivo dei fotoni, continuando anche durante la lettura del sensore, aggiunge carica ai pacchetti che in quell'istante si trovano sui pixel che vengono da essi illuminati. Il risultato è quello di vedere le immagini delle sorgenti seguite da una linea lungo la direzione del trasferimento di carica che risulta più evidente per le sorgenti il cui flusso è più elevato (Powell 1999).

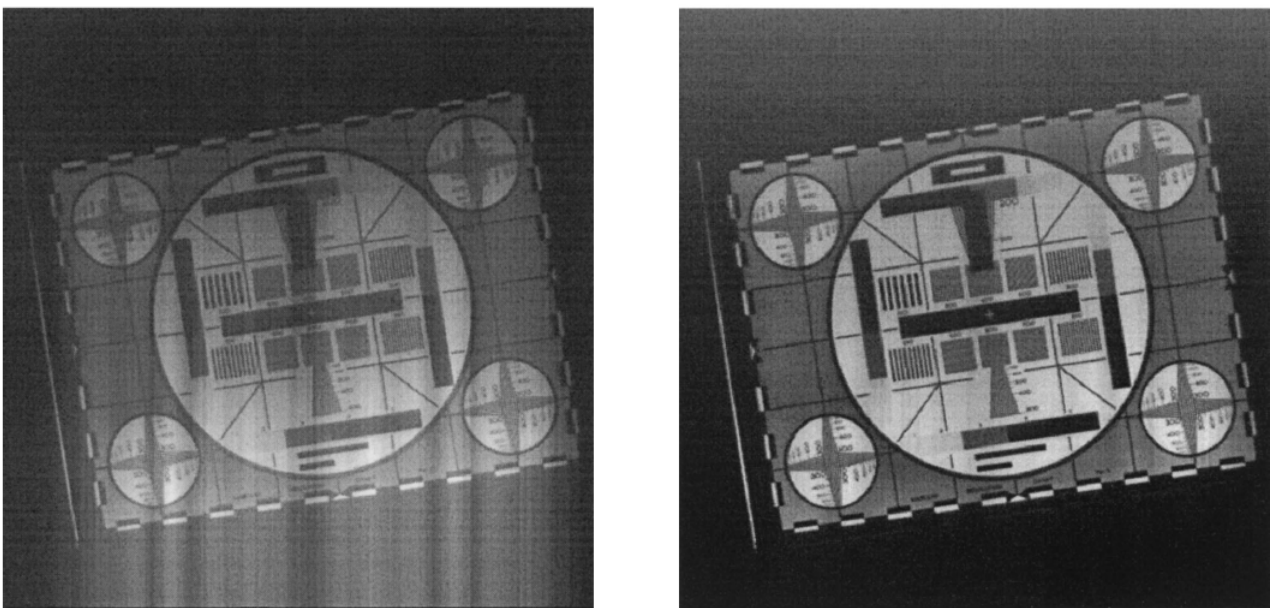


Figura 2.6: A sinistra vi è l'immagine affetta da smearing, mentre a destra c'è la stessa immagine senza quest'effetto

2.9.7 Risposta non uniforme dei pixel ed il flat field

Si potrebbe pensare che ciascun pixel che componga un CCD abbia la stessa sensibilità alla radiazione elettromagnetica di tutti gli altri; in realtà ci sono delle imperfezioni su ciascuno di essi, come differenze nel posizionamento e nello spessore del silicio tra pixel e pixel che ne modificano la sensibilità alla radiazione incidente. Di conseguenza la misurazione del flusso ricevuto da una sorgente dipende anche dal posizionamento della sua PSF sul sensore.

Per correggere le misure fotometriche da questo effetto è comunemente usata la procedura di dividere l'immagine grezza per l'immagine chiamata di "flat field" che si ottiene illuminando il sensore CCD in maniera uniforme e dividendola per la mediana dei conteggi dei pixel.



Figura 2.7: Esempio di immagine ottenuta illuminando il sensore in modo uniforme, detta anche immagine di flat field. Sono visibili degli anelli scuri causati dalla presenza di polvere sul filtro oppure sulla finestra.

In tal modo i pixel più sensibili avranno un valore maggiore di uno e quelli meno sensibili un valore inferiore ad esso, così quando si divide l'immagine grezza per quella di flat viene aumentato il valore in conteggi dei pixel meno sensibili e viceversa per quelli più sensibili correggendo così per la risposta non uniforme dei pixel del sensore, indicata anche con la sigla PRNU che sta per "pixel response non uniformity".

Notare che il flat può cambiare nel corso del tempo a causa di cambiamenti di temperatura, dei raggi cosmici e per il semplice invecchiamento del sensore.

2.10 Sorgenti d'errore negli altri metodi

I metodi precedentemente descritti non permettono di individuare tutti gli esopianeti presenti a causa dell'incertezza delle misure sulle quali essi si basano.

Il metodo della velocità radiale è limitato da fenomeni intrinseci presenti nell'atmosfera della stella come le oscillazioni, la granulazione, le macchie stellari e le facole; in particolare gli ultimi due fenomeni si riferiscono a quelle regioni della superficie della stella in cui, a causa della presenza di forti campi magnetici, vi è rispettivamente un difetto ed un eccesso di emissione di radiazione elettromagnetica rispetto alle regioni circostanti. Queste muovendosi sulla superficie della stella aggiungono un'incertezza sulla misura della velocità radiale di $10 - 100 m/s$, rendendo l'incertezza sulle misure maggiore del segnale che si vuole rilevare, soprattutto per quanto riguarda gli esopianeti di massa terrestre, come si può vedere nella tabella n°1.1. Inoltre

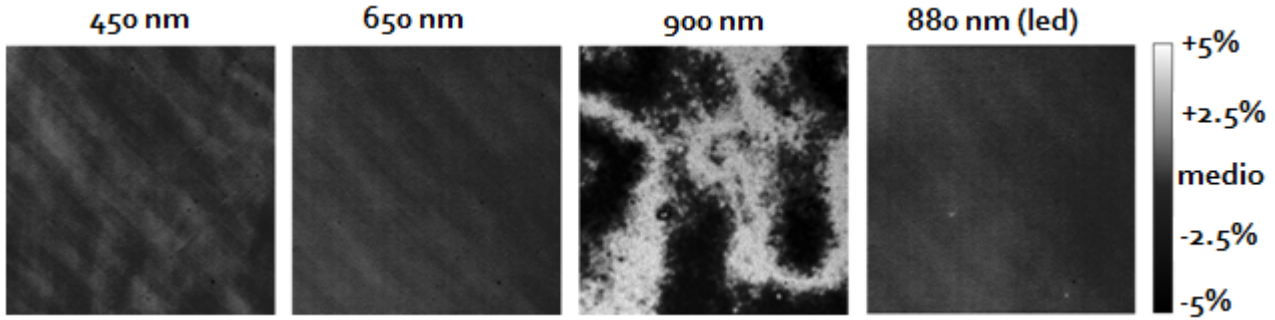


Figura 2.8: Queste immagini sono porzioni di 300×300 pixels di immagini di flat prese a differenti lunghezze d'onda. Le tre più a sinistra sono state ricavate illuminando il sensore con luce avente lunghezza d'onda compresa in un intervallo di 10 nm, mentre quella più a destra è stata ottenuta illuminando il sensore con luce led avente lunghezza d'onda in un intervallo di 80nm.

la stessa fenomenologia aumenta anche l'incertezza sulla misura della posizione in cielo della stella di circa $10\mu as$, che è il parametro su cui si basa il metodo astrometrico, rendendo ancora una volta arduo individuare dallo spazio gli esopianeti di tipo terrestre con questo metodo, come si può vedere dalla tabella n° 1.2. Diversamente se si osserva da terra la precisione delle misure sulla posizione della stella è ridotta soprattutto dalla turbolenza atmosferica che porta l'incertezza all'ordine di $100\mu as$.

Per quanto riguarda il metodo del microlensing, esso presenta problematiche differenti dai precedenti, infatti ciò che limita la scoperta degli esopianeti con questo metodo sono la rarità che si verifichi uno di questi eventi, la non ripetibilità, la durata che essendo dell'ordine delle ore rende difficoltosa l'osservazione e la distanza alla quale spesso si trovano gli esopianeti scoperti, che essendo dell'ordine di qualche kpc , rende difficile l'uso degli altri metodi per una conferma.

La tecnica che consiste nell'individuare gli esopianeti catturandone semplicemente l'immagine è più difficile da applicare di quanto si pensi per vari motivi. Uno di questi è che la stella, attorno al quale orbita il pianeta, è molto più luminosa del pianeta stesso di un fattore che dipende dal tipo spettrale, dalla temperatura del pianeta, dal suo raggio, dall'albedo della sua superficie ed anche dalla banda di osservazione.

Se si osservasse il sistema composto dal Sole e da Giove ad una distanza di $10pc$ si troverebbe che il flusso ricevuto nella regione del visibile dal Sole è un miliardo di volte maggiore di quello ricevuto da Giove, ma solo centomila volte più elevato se si osserva nell'infrarosso, perché il Sole emette la maggior parte della sua energia in ottico mentre Giove la emette nell'infrarosso. Oltre a ciò bisogna considerare che nel caso di sistemi vicini ed esopianeti che orbitano nella regione abitabile della loro stella, la separazione angolare tra quest'ultima ed il pianeta, anche se dipende dai parametri orbitali e dalla distanza alla quale si osserva il sistema, varia in genere tra 0.1 e $0.5arcsec$. Quindi il segnale del pianeta si trova immerso nel profilo di seeing dell'immagine della stella che ha un'ampiezza angolare compresa nella maggior parte dei casi tra $0.3arcsec$ e $1arcsec$.

Il profilo dell'immagine di seeing è il risultato del moto turbolento degli strati atmosferici. Ciò fa sì che il loro indice di rifrazione vari su scale temporali del millesimo di secondo, deformando di conseguenza il fronte d'onda della radiazione elettromagnetica che li attraversa. Il risultato è che l'immagine di una sorgente risulta composta da più macchioline, dette speckles, ognuna delle quali ha una dimensione angolare simile al disco di Airy (Perryman 2011).

Capitolo 3

Missioni per la ricerca di esopianeti

3.1 CoRoT

Il telescopio CoRoT (sigla che significa “CONvection Rotation and planetary transits”) è una missione dell’agenzia spaziale CNES in collaborazione con l’ESA (“european space agency”), con il Brasile e con altri paesi europei come Austria, Belgio, Germania e Spagna. Lo scopo principale della missione è quello di studiare la struttura interna delle stelle con l’utilizzo dell’astrosismologia, scienza che studia le oscillazioni che si propagano all’interno delle stelle per determinarne la struttura interna, ed utilizzare la tecnica del transito per individuare centinaia di esopianeti simili ad Urano o a Giove e molti simili alla terra per dimensioni e massa.

Per portare a termine tali obiettivi è stato Inviato nello spazio il 27/12/2006 su un’orbita ellittica e polare, nel senso che passa sia sopra il polo sud sia sopra il polo nord della terra, il cui perigeo ed apogeo si trovano rispettivamente ad una quota di $888km$ e $911km$ con un periodo di quasi $1.72h \sim 6200s$. Dalla quale ha iniziato ad osservare alternando tra la costellazione di Orione ed il centro della Via Lattea (l’anticentro ed il centro della nostra galassia), ripetendo un ciclo di osservazioni di un anno. Questo ciclo è suddiviso in due metà di 6 mesi ciascuna per evitare che l’angolo compreso tra la linea di vista e la linea che lo congiunge al sole sia inferiore di un angolo retto, e sempre per lo stesso motivo ogni metà è costituita da un periodo di poco più 5 mesi in cui il telescopio osserva costantemente la stessa regione di cielo e da un periodo di una ventina di giorni in cui il telescopio osserva in un’altra direzione. Al termine di ogni metà, il telescopio ruota di 180° per poi cominciare la metà successiva del ciclo di osservazioni. Ciclo che ha permesso al telescopio di osservare contemporaneamente più di 60000 stelle per 150 giorni consecutivi.

Indubbiamente la scelta di assegnare al telescopio un’orbita che lo porta a stare continuamente ad una quota di poco inferiore ai $1000km$, ha delle conseguenze, come spiegato nel paragrafo relativo alle condizioni ambientali. Tra le quali ricordiamo il periodico passaggio del telescopio nell’anomalia del sud atlantico, vibrazioni che possono raggiungere un’ampiezza $12arcsec$ dovute al rapido cambio di temperatura dei suoi pannelli solari da $70^\circ C$ a $-80^\circ C$ durante le fasi di entrata e d’uscita dal cono d’ombra della terra, e la maggior presenza di luce diffusa, alla quale è stato posto rimedio equipaggiando il telescopio con un deflettore che la riduce di un fattore pari a 10^{13} . Inoltre bisogna considerare la dipendenza dal tempo del fondo cielo che risulta inferiore quando il telescopio si ritrova nel cono d’ombra originato dalla presenza della terra, come mostrato nella figura seguente.

Il telescopio è costituito da due specchi parabolici cofocali che lavorano fuori asse, di cui il primario ha un diametro di $D = 0.27m$ ed il secondario è nove volte più piccolo riducendo così l’ampiezza del fascio dello stesso fattore. Configurazione che permette al telescopio di utilizzare tutta la superficie del primario per raccogliere la luce, a differenza di altre tipologie di telescopi

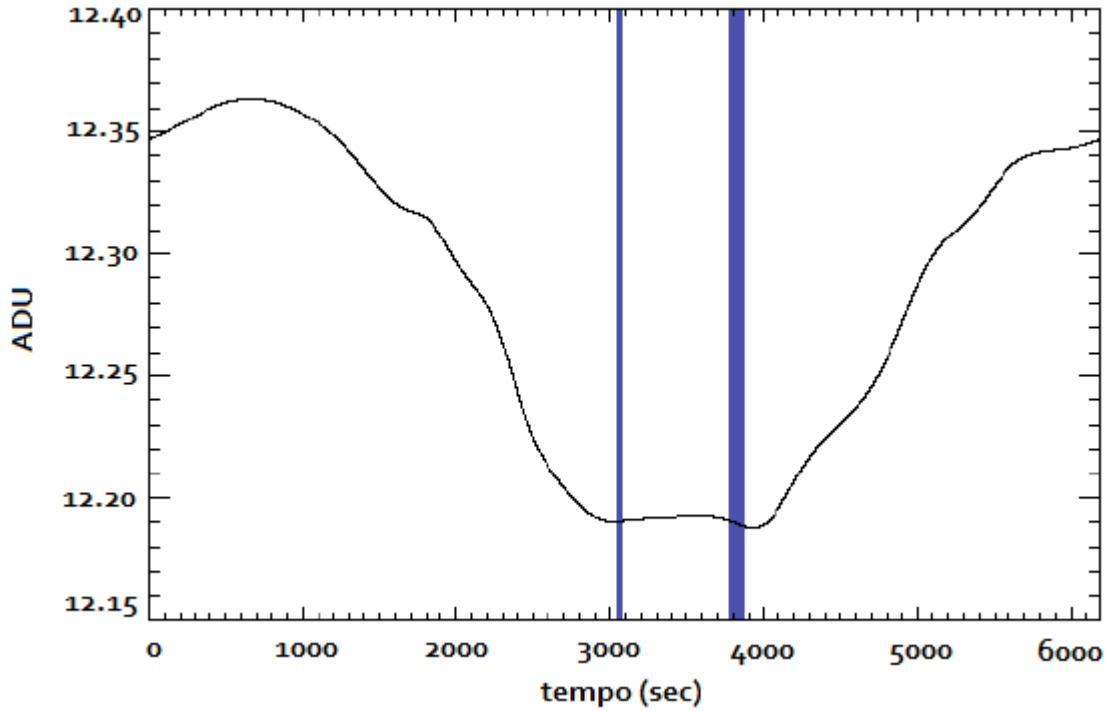


Figura 3.1: Fondo cielo, espresso in ADU, durante l'intervallo di tempo necessario al telescopio CoRoT per compiere un'orbita completa intorno alla terra.

dove verrebbe parzialmente oscurato dal secondario. Successivamente la luce attraversa una serie di 6 lenti che compongono un sistema diottrico di focale pari a $F=1.2$ m che rende il rapporto di apertura $F/D \sim 4.4$ che classifica il telescopio come un $f/4$ e con un campo di vista di 2.7×3.05 gradi quadrati.

Dopo che la luce è passata attraverso il sistema di lenti va ad incidere su uno dei quattro sensori posti sul piano focale, ognuno dei quali è composto da 2048×4096 pixels, è retroilluminato, lavora ad una temperatura di $-40^\circ C$ in modalità MPP. Complessivamente il coefficiente di trasmissione delle lenti unito all'efficienza quantica del sensore CCD fanno in modo che CoRoT abbia una sensibilità maggiore del 10% alla radiazione elettromagnetica di lunghezza d'onda compresa tra $\lambda = 370nm$ e $\lambda = 950nm$, come è possibile vedere nella prossima figura.

Dei quattro sensori presenti, solo due sono dedicati allo studio degli esopianeti, mentre i restanti sono riservati all'astrosismologia. I primi due hanno un tempo d'esposizione di $32s$, la PSF copre 80 pixels ed inoltre di fronte a loro è posto un prisma, causa della riduzione del coefficiente di trasmissione delle ottiche nel canale degli esopianeti, che consente di ottenere un piccolo spettro per ciascuna stella e di distinguere se la variazione di flusso ricevuto è causato dalla sua attività o dal transito di un esopianeta. Diversamente i sensori per l'astrosismologia hanno un tempo d'esposizione di $1s$ e la PSF è distribuita su $400pixels$. La missione è durata complessivamente 6 anni, il doppio del previsto, fino a novembre del 2012, quando ha smesso di inviare dati a terra a causa del continuo bombardamento da parte dei raggi cosmici.

Si può affermare che questa missione ha raggiunto il suo obiettivo portando alla scoperta di 32 esopianeti e ve ne sono altri 100 in attesa di conferma e permettendone, collaborando con altri telescopi, di determinarne il raggio, la massa e la densità (Drummond 2007; Drummond 2008; Viard 2006; Boissard 2006; Bernardi 2004; Lapeyrere 2006).

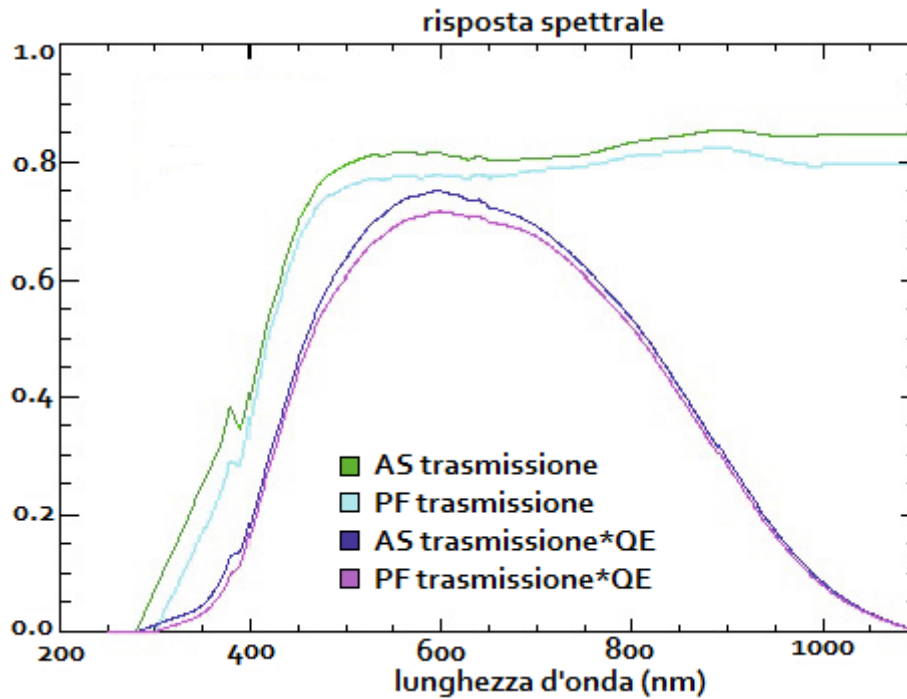


Figura 3.2: Grafico del coefficiente di trasmissione delle ottiche del telescopio CoRoT in funzione della lunghezza d'onda e del suo prodotto con l'efficienza quantica del sensore CCD.

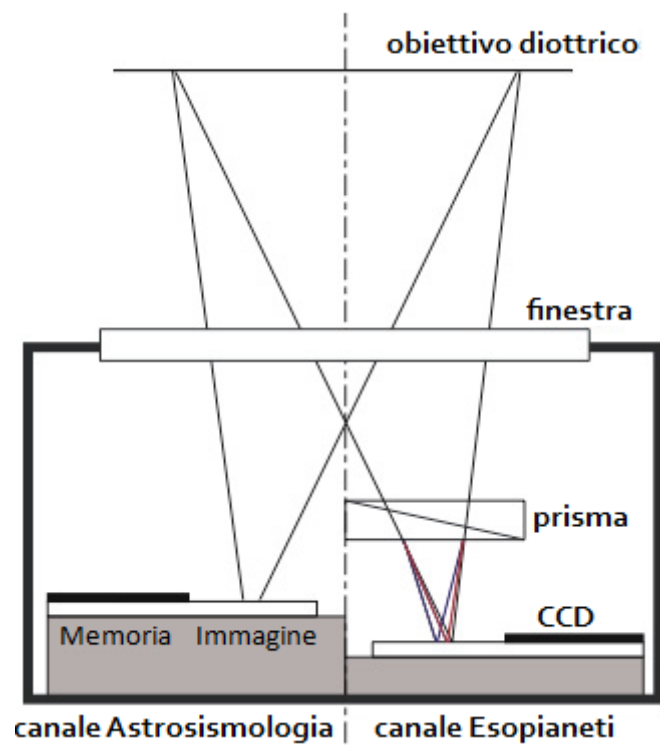


Figura 3.3: Piano focale del telescopio CoRoT in cui è visibile il prisma posto davanti ai sensori dedicati alla ricerca di esopianeti.

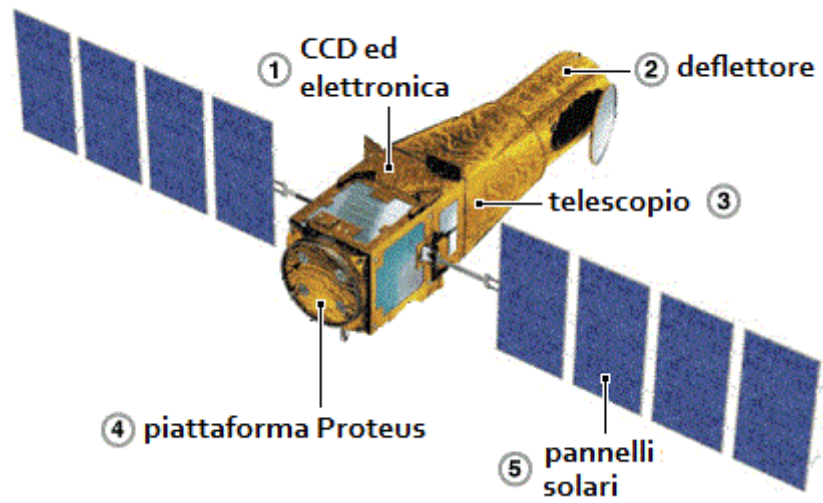


Figura 3.4: Il telescopio CoRoT.

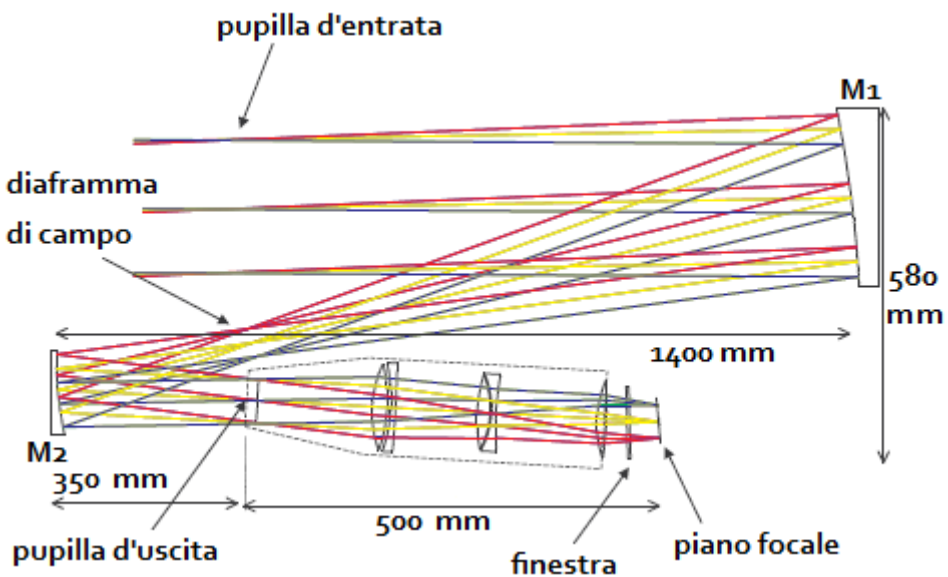


Figura 3.5: Layout ottico del telescopio CoRoT.

3.2 Kepler

La missione Kepler fa parte del programma Discovery della NASA ed è stata pensata principalmente per lo studio degli esopianeti di dimensioni simili a quelle della terra che si trovano nella zona abitabile della loro stella ospite, mediante l'utilizzo della tecnica del transito.

Per il raggiungimento di questo scopo, il telescopio è stato inviato nello spazio il 6 marzo del 2009 su un'orbita eliocentrica quasi uguale a quella della terra che è percorsa con un periodo di 372.5 giorni, circa una settimana in più del periodo necessario alla terra per completare la sua orbita, scelta appositamente per evitare tutte quelle problematiche dovute ad un'orbita terrestre bassa come quella di CoRoT e che influenzano le misure fotometriche su tempi scala dell'ordine di qualche ora. Infatti il telescopio Kepler è disturbato principalmente dalla forza torcente esercitata dalla pressione di radiazione emessa dal sole.

Durante la sua missione Kepler ha bisogno di ruotare di un angolo retto ogni quarto di orbita per mantenere illuminati dal sole i suoi pannelli solari ed osserva costantemente, puntando ad un angolo di oltre 55° dal piano dell'eclittica, sempre la stessa regione di cielo dove si trova il braccio esterno d'Orione della nostra galassia.

La scelta di questa regione di cielo è stata guidata dalla necessità di osservare ad un elevato angolo rispetto all'eclittica per minimizzare l'arrivo dei fotoni emessi dal sole, e dal limitare la presenza nel campo di vista di stelle giganti e luminose sullo sfondo che possono causare l'effetto del blooming. Infatti tutte le sorgenti che distano più di qualche chiloparsec sono offuscate dalla polvere presente nel disco della nostra galassia.

Il telescopio è uno Schmidt, di cui il primario, di forma sferica, è di diametro pari a $1.4m$, la lastra correttiva ha un diametro di $0.95m$ ed ha un campo di vista di 105° quadrati consentendogli di osservare contemporaneamente $1,5 \cdot 10^5$ stelle.

Sul piano focale del telescopio sono posizionati i 42 sensori CCD che sono mantenuti ad una temperatura $-85^\circ C$ e sono stati disposti simmetricamente rispetto all'asse ottico in modo tale che la rotazione di 90° che il telescopio deve compiere ogni 3 mesi abbia il semplice risultato di ruotare il campo di vista e che l'eventuale saturazione di alcuni pixel porti la carica a spargersi sempre lungo la stessa direzione (Kock 2010; Douglas 2010; Quintana 2010; Jeffrey 2009).

Inoltre davanti a ciascun sensore CCD sono stati posizionati degli opportuni filtri, grazie ai quali è stato possibile limitare la sensibilità del telescopio alla radiazione elettromagnetica di lunghezza d'onda compresa tra $\lambda = 423nm$ e $\lambda = 897nm$. Il limite inferiore è stato scelto appositamente per evitare che il flusso complessivo misurato sia influenzato da variazioni della luminosità della stella, per esempio nel sole il 60% della variabilità avviene nell'ultravioletto; diversamente il limite superiore in lunghezza d'onda è stato scelto per evitare la formazione di frange d'interferenza causate da riflessioni multiple della radiazione infrarossa all'interno dei CCD.

I sensori CCD sono predisposti per un tempo di esposizione di $6s$, tuttavia sono memorizzati solo i punti d'interesse di ogni stella nell'immagine data dalla somma di 270 pose di seguito (30 minuti) ed in parallelo vengono memorizzati anche 512 punti d'interesse dell'immagine data dalla somma di 9 pose di seguito (1 minuto).

La missione Kepler ha dato un notevole contributo alla scoperta di nuovi esopianeti, identificandone più di 5000, di cui 989 confermati. A maggio del 2013 è andata definitivamente fuori uso uno dei tre giroscopi rimasti necessari al suo orientamento, da questa data è seguita una nuova fase di progettazione per cercare di riuscire comunque ad usare il telescopio per obiettivi scientifici e che ha portato alla decisione di continuare ad utilizzare il telescopio puntandolo lungo l'eclittica. Il nuovo piano di osservazioni consiste nell'osservare dieci campi di

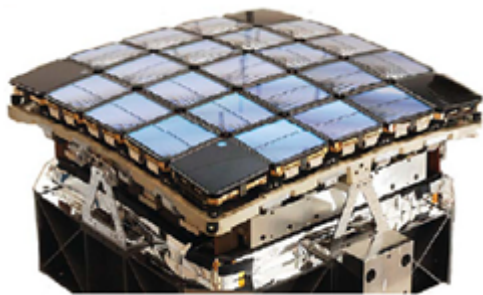


Figura 3.6: Piano focale incurvato del telescopio Kepler.

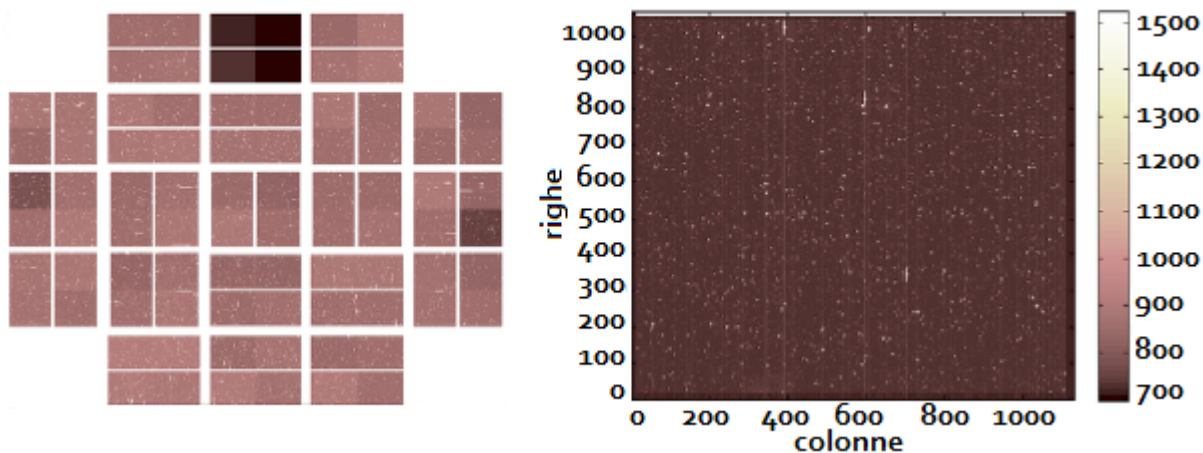


Figura 3.7: A sinistra è mostrata la disposizione dei 42 sensori CCD a due canali sul piano focale del telescopio Kepler, i due colorati di nero non sono più funzionanti dal gennaio del 2010. A destra è mostrata un'immagine grezza ripresa mediante uno di questi sensori.

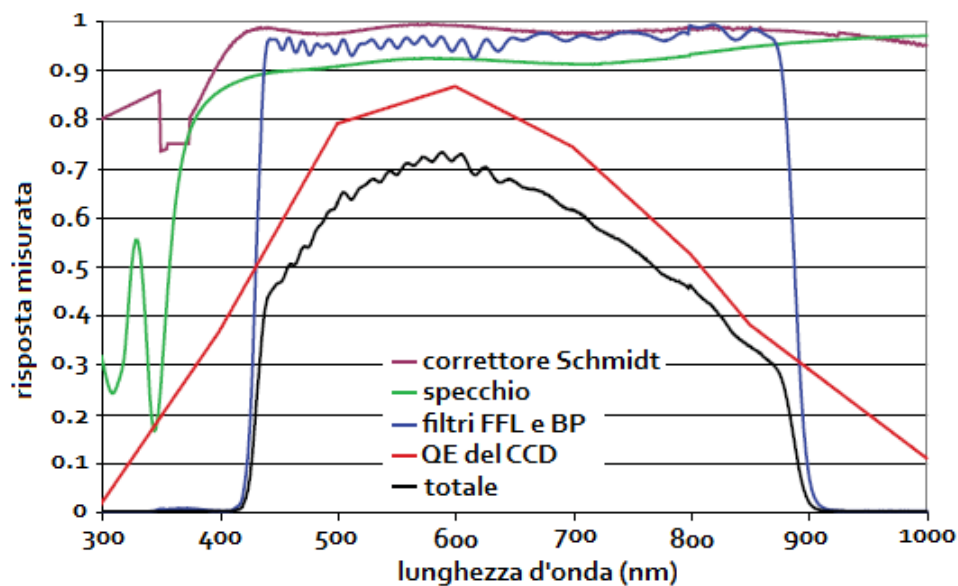


Figura 3.8: Grafico del coefficiente di trasmissione delle ottiche del telescopio Kepler, dell'efficienza quantica dei suoi CCD e l'efficienza quantica di tutto il sistema nel complesso in funzione della lunghezza d'onda della luce.

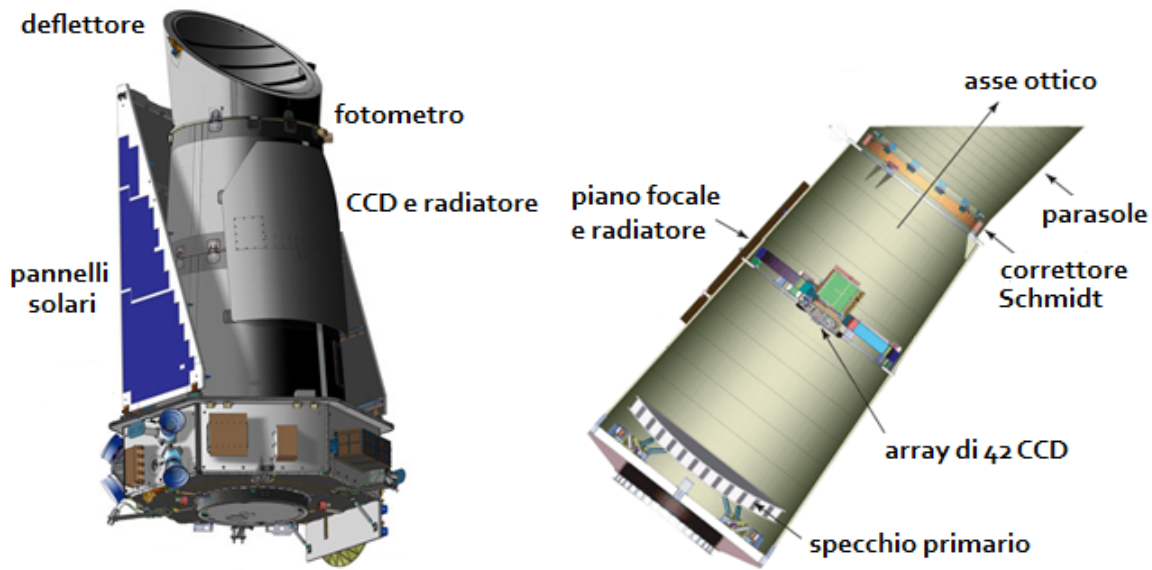


Figura 3.9: A sinistra è raffigurato il telescopio Kepler ed a destra è mostrato il suo layout ottico.

vista diversi, dedicando ad ognuno un tempo di circa 2 mesi e mezzo. Ciascun campo di vista permette al telescopio di fare misure fotometriche su circa $1 \cdot 10^4$ stelle contemporaneamente; ed al termine della sua osservazione il telescopio viene ruotato di poco meno di 90° . Questo nuovo programma di osservazioni, chiamato K2, è iniziato nel marzo del 2014, e nell'arco di tempo di 2-3 anni darà la possibilità di individuare circa 100 nuovi esopianeti con raggio compreso tra $0.8R_\oplus$ e $2R_\oplus$ (Howell 2014).

Figura 3.10: orbita del telescopio Kepler

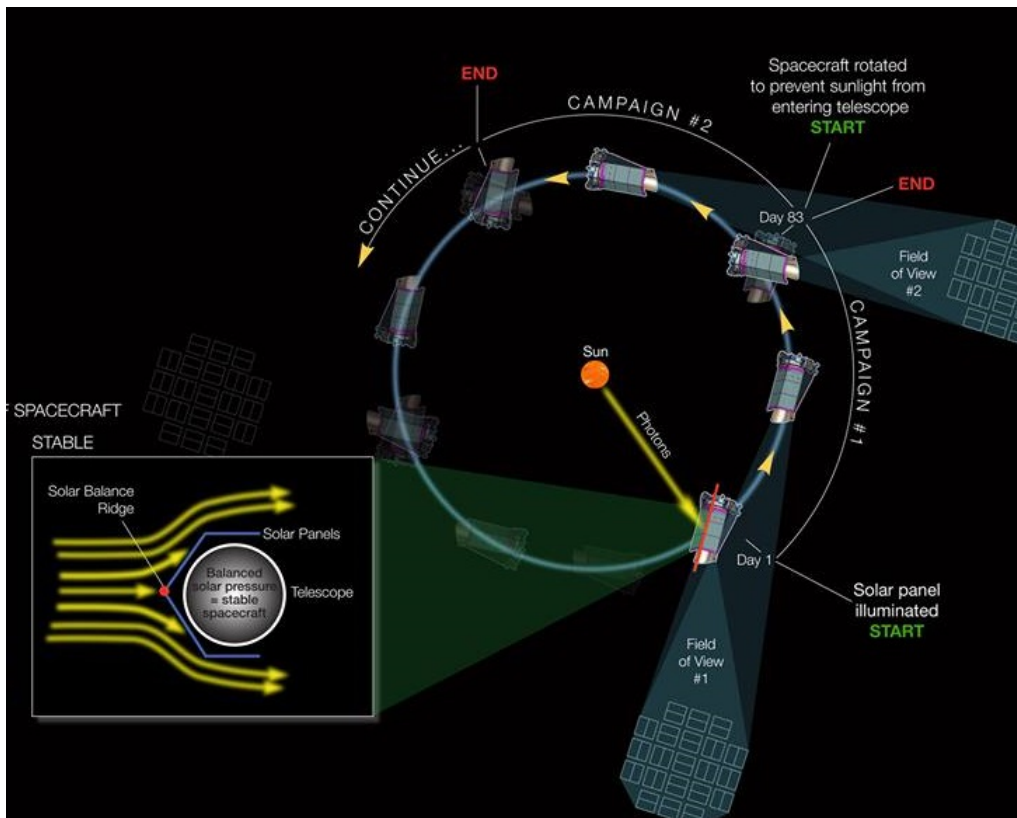
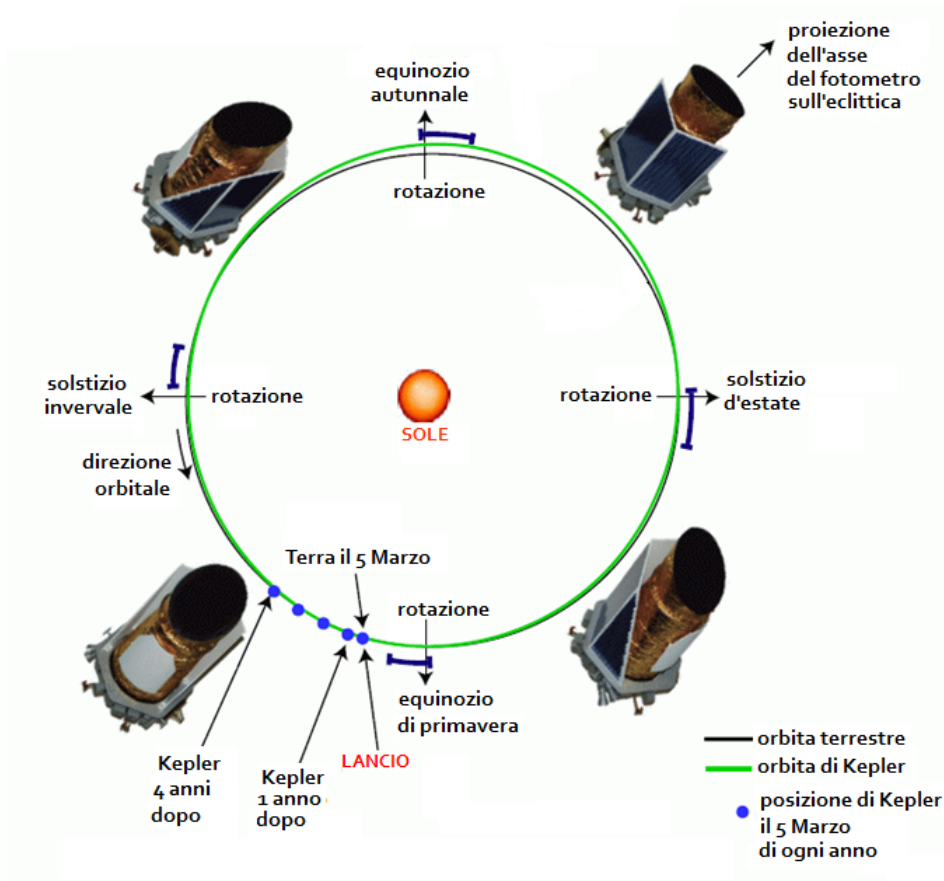


Figura 3.11: orientamento del telescopio Kepler durante la missione K2

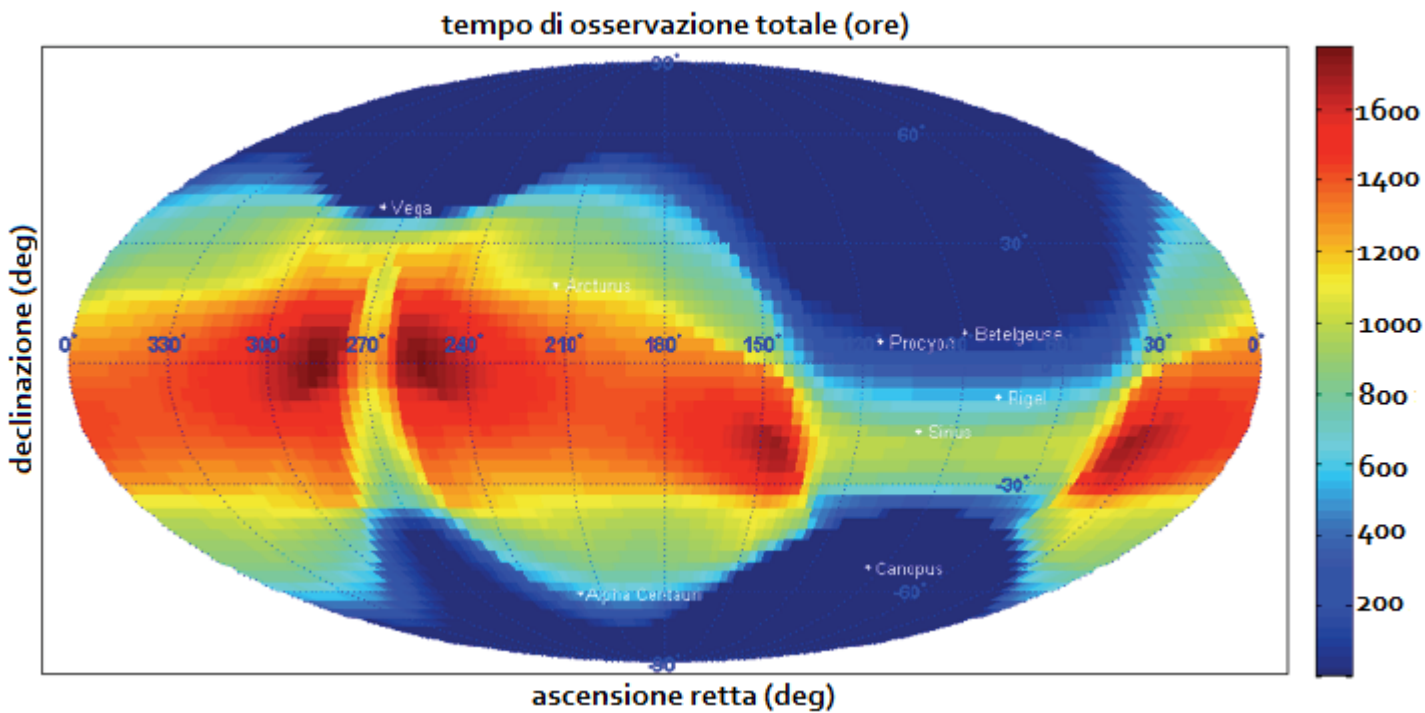


Figura 3.12: tempo di osservabilità di ciascuna regione di cielo da parte del telescopio CHEOPS nell’arco di un anno

3.3 CHEOPS

CHEOPS è una missione di classe “piccola” dell’ESA in collaborazione con numerosi altri stati europei come Austria, Belgio, Francia, Germania, Ungheria, Italia, Portogallo, Svezia e Regno Unito.

L’obiettivo di questo telescopio è quello di approfondire lo studio di quegli esopianeti di dimensioni comprese tra quelle della Terra e quelle di Nettuno.

Per portare a termine quest’obiettivo, il telescopio osserverà da un’orbita terrestre a quota compresa tra 650km ed 800km , circolare, di periodo pari a circa 100min ed eliosincrona, nel senso che passa per il nodo ascendente della sua orbita sempre alla stessa ora locale. L’orbita designata permetterà al telescopio di trovarsi costantemente molto vicino alla linea di confine, sulla superficie terrestre, tra la notte ed il giorno, riducendo in tal modo l’escursione termica e permettendo al telescopio di osservare numerose regioni di cielo diverse. Oltre a ciò la suscettibilità del telescopio alle variazioni termiche è stata ridotta ulteriormente, montando le ottiche una struttura in fibra di carbonio.

Diversamente dai suoi predecessori come CoRoT e Kepler non fisserà costantemente la stessa regione di cielo nella speranza di individuare qualche transito, ma si concentrerà su quelli che sono già stati avvistati e dei quali già si conosce quando transiteranno di fronte alla propria stella (Broeg 2013; Benz 2013).

La tipologia di telescopio scelta è il Ritchey-Chretien, Configurazione composta da due specchi iperbolici, di cui il diametro del primario è di 0.32m , del secondario è di 0.07m , ed insieme ad una lunghezza focale di 1.6m rientra nella classe degli $f/5$, con un campo di vista di 0.4° quadrati.

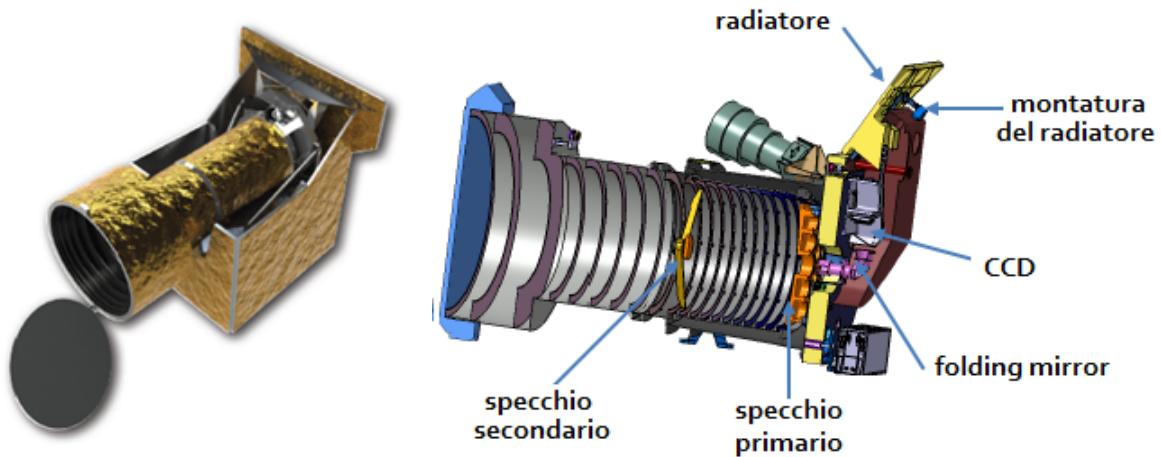


Figura 3.13: il telescopio CHEOPS

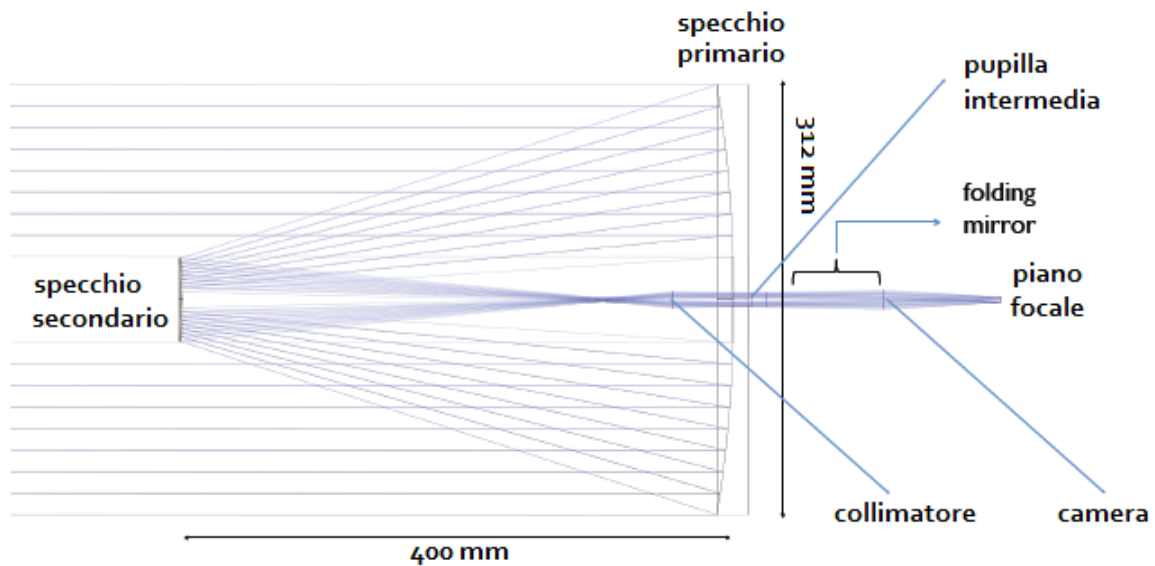


Figura 3.14: layout ottico del telescopio CHEOPS

La PSF è di 30 secondi d'arco di diametro, ricoprendo così 765 pixels dell'unico sensore montato sul piano focale. Quest'ultimo è costituito da 1024×1024 pixels, è retroilluminato, lavora in modalità invertita ad una temperatura di -40°C e tutto il sistema nel complesso è sensibile allo stesso modo a tutta la radiazione elettromagnetica di lunghezza d'onda compresa tra $\lambda = 400\text{nm}$ e $\lambda = 1100\text{nm}$.

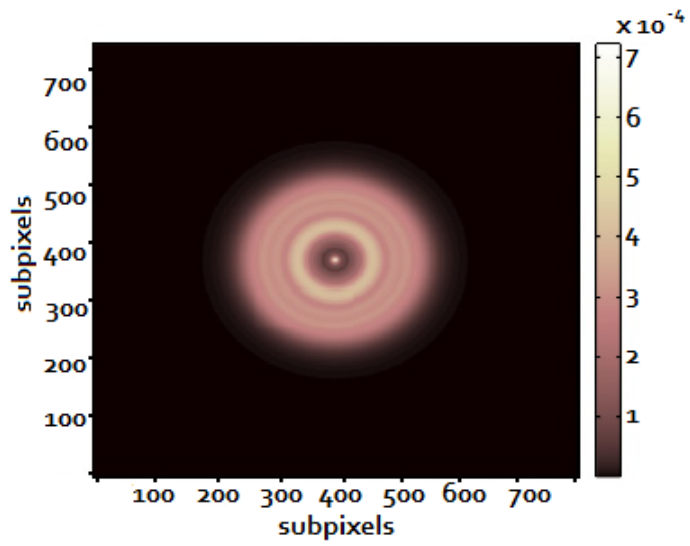


Figura 3.15: PSF del telescopio CHEOPS nel centro del suo campo di vista campionata con subpixels di $1.3\mu m$.

3.4 PLATO

PLATO (PLANetary Transits and Oscillations of stars) è una missione dell'ESA il cui scopo è quello di determinare il raggio, la massa, la densità e l'età degli esopianeti e delle loro stelle ospiti, utilizzando rispettivamente la tecnica del transito e dell'astrosismologia. Per portare a compimento i suoi obiettivi, è stato deciso che il telescopio osserverà per i primi 2-3 anni costantemente la stessa regione di cielo, farà la medesima cosa nei due anni successivi puntando in una direzione diversa ed infine compierà una serie di osservazioni verso altre zone del cielo soffermandosi su ciascuna di esse per un periodo compreso tra i due ed i cinque mesi. Osservazioni che compierà dal punto Lagrangiano L2 del sistema a tre corpi formato dal telescopio stesso, dalla Terra e dal Sole; più precisamente questo punto è un equilibrio instabile quindi il telescopio compie delle librazioni attorno ad esso ed ha bisogno, ogni mese circa, di compiere delle manovre correttive per fare in modo che non si allontani troppo da questo punto.

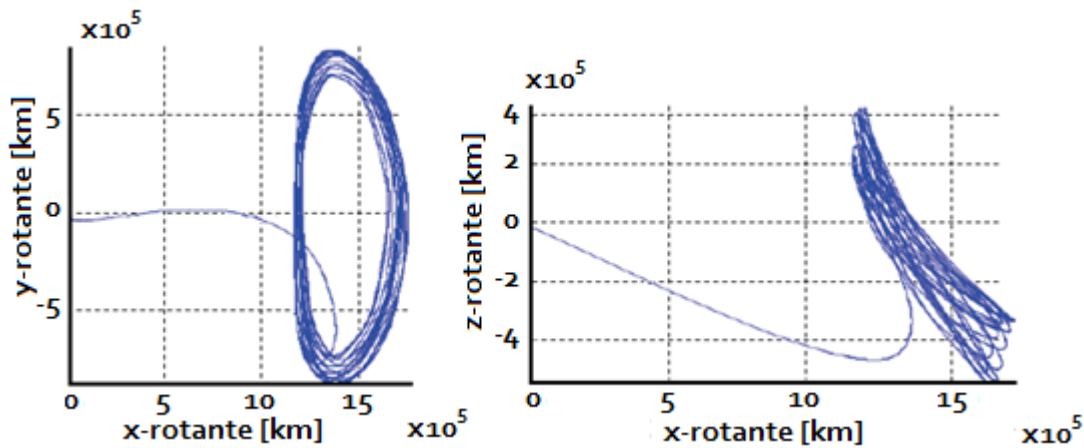


Figura 3.16: orbita del telescopio PLATO intorno al punto Lagrangiano L2 vista dal sistema di riferimento rotante.

questo programma di osservazioni permetterà al telescopio di osservare 10^6 stelle, di individuare centinaia di esopianeti terrestri e fino a migliaia di esopianeti con caratteristiche più simili a quelle di Giove.

PLATO è dotato di 34 telescopi rifrattori, dei quali due sono denominati “fast cameras” perché il tempo d’integrazione del sensore è di soli 2.3s, poco più di un decimo del tempo d’integrazione degli altri 32 che invece è di 22s, chiamati per tale motivo “normal cameras”.

Tutti i telescopi presenti hanno in comune l’apertura, il cui diametro è pari a 0.12m, il sistema diottrico composto da sei lenti, di cui una è asferica, ed il numero di CCD presenti sul piano focale. I CCD sono composti da 4510×4510 pixels e permettono a ciascun telescopio di osservare contemporaneamente tutte le sorgenti all’interno del campo di vista di 1100° quadrati per le normal cameras, mentre nelle fast cameras, essendo progettati in frame transfer mode, ossia che solo metà è usata per raccogliere i fotoni mentre il resto serve solo per la lettura, il campo di vista è dimezzato.

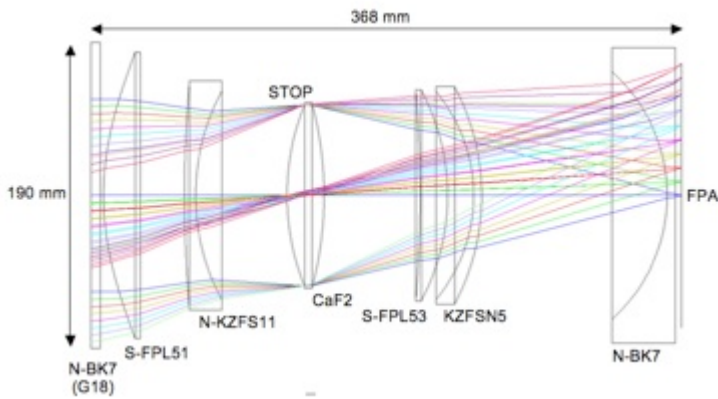


Figura 3.17: Layout ottico del telescopio PLATO

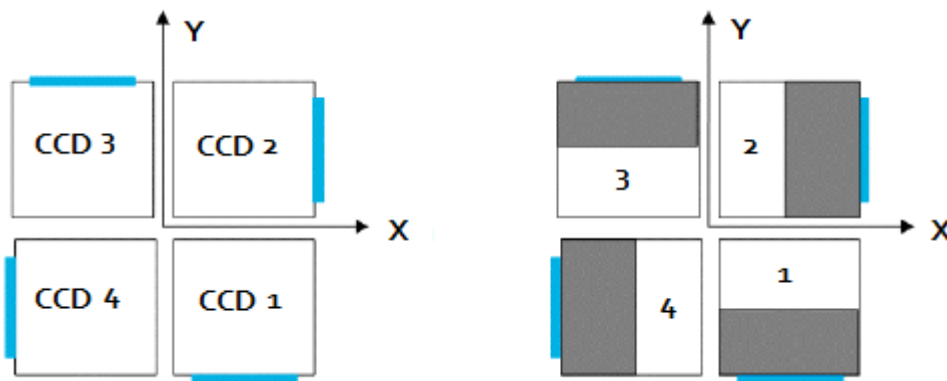


Figura 3.18: posizionamento dei sensori CCD sul piano focale di uno dei telescopi di PLATO, a sinistra in una Normal camera ed a destra in una fast camera. La regione colorata di grigio indicata porzione del CCD dedicata alla lettura dell'immagine ottenuta nella rispettiva regione bianca.

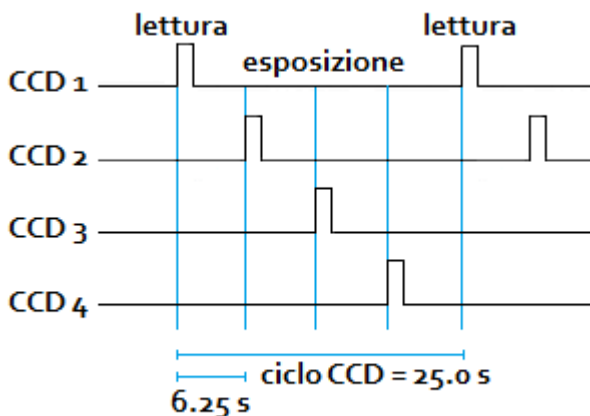


Figura 3.19: Grafico in cui è mostrato l'intervallo di tempo di lettura e di esposizione di ognuno dei 4 sensori CCD, posti sul piano focale di uno dei 34 telescopi all'interno di PLATO.

I quattro sensori CCD all'interno di ciascun telescopio non sono letti in contemporanea, ma sono sfasati della quantità appropriata in modo che l'inizio dell'operazione di lettura del successivo cominci dopo la fine di quella del precedente. Questo stratagemma permette ai sensori di influenzarsi il meno possibile durante l'operazione di lettura, riducendo così l'effetto di cross

talk.

Le normal cameras sono organizzate in 4 gruppi da otto, ognuno dei quali è inclinato di 9.2° rispetto all'asse di simmetria del telescopio in modo che il campo di vista complessivo sia di 2232° quadrati, molto maggiore di quello dei suoi predecessori come CoRoT e Kepler e che gli consente di osservare contemporaneamente un maggior numero di stelle.

Inoltre i campi di vista di ciascun gruppo di telescopi si sovrappongono parzialmente, permettendo di ottenere misure astrosismologiche su una percentuale più ampia di stelle osservate e con una maggiore precisione, misure che a loro volta permettono di ottenere dati più precisi sui parametri degli esopianeti e sull'età dei sistemi studiati (Rauer 2014; ESA/SRE 2011; ESA/SRE 2013).

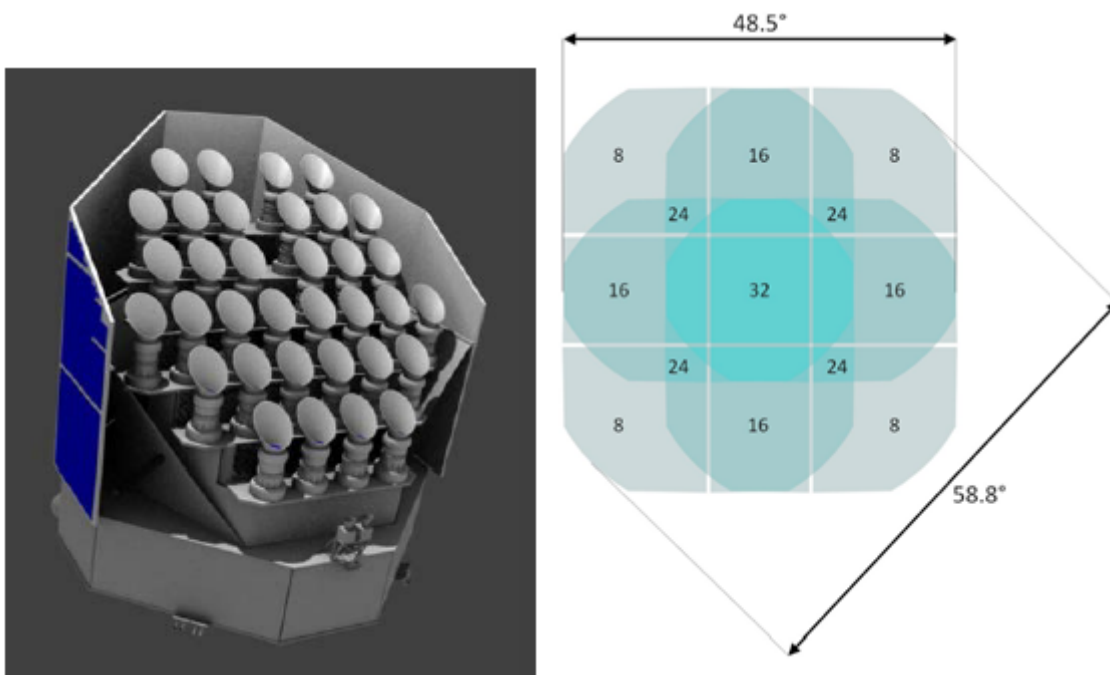


Figura 3.20: Rappresentazione del telescopio PLATO a sinistra; a destra il campo di vista di ciascun gruppo da 8 telescopi con le rispettive regioni d'intersezione tra i vari campi di vista; i numeri indicano il numero di telescopi che sono in grado di osservare quella precisa porzione di campo di vista.

3.5 Conclusioni

Analizzando le caratteristiche dei telescopi precedentemente descritti, si nota che nelle missioni recenti si è optato per un campo di vista sempre più grande; infatti CoRoT aveva un campo di vista di soli 8° quadrati, Kepler e PLATO sono dotati rispettivamente di un campo di vista di 105° quadrati e 2232° gradi quadrati. Inoltre da come si vede nelle tabelle sottostanti le missioni Kepler e PLATO montano sul proprio piano focale dei sensori CCD, così detti full frame, che rispetto ai frame transfer utilizzati sugli altri due telescopi permettono di usare l'intera superficie per la raccolta dei fotoni anziché solo metà, e di conseguenza permettono un campo di vista maggiore.

Questa scelta è ragionevole perché un maggiore campo di vista permette di osservare contemporaneamente un maggior numero di stelle vicine, aumentando di conseguenza la probabilità di individuare il transito di un esopianeta.

Cheops sembra in controtendenza rispetto agli altri tre, ma questo è legato soltanto al profilo di missione. Infatti questo telescopio ha come obiettivo primario quello di approfondire lo studio di quegli esopianeti già noti, per cui è sufficiente che nel suo campo di vista entri solo la stella d'interesse, ne sono una dimostrazione le dimensioni del suo campo di vista, di 0.4°, che sono inferiori anche a quelle del telescopio CoRoT.

Inoltre questo piccolo campo di vista dà l'opportunità di essere inquadrato con un solo sensore CCD, permettendo di eliminare completamente l'effetto di cross talk. Effetto che invece rimane negli altri telescopi e che si è cercato di ridurre nella missione PLATO sfasando la lettura dei sensori, come spiegato precedentemente.

Un'altra cosa che si vede dalla tabella sottostante è che il valore della corrente di buio è diminuito tra una missione e la successiva; ciò è dovuto al miglioramento della fabbricazione dei CCD e non ad una precisa necessità per le missioni, dato che ai fini delle prestazioni fotometriche il valore può ritenersi trascurabile già nella missione CoRoT.

| sorgenti d'errore | | CoRoT | Kepler | CHEOPS | PLATO |
|-------------------|-----------------|-------|------------|-------------|-------|
| Jitter | (arcsec) | 0.2 | 0.25-0.55 | 8 | 1.5 |
| Corrente di buio | ($e^-/s/pix$) | 0.6 | 0.25 | ≤ 0.08 | 0.08 |
| Rumore di lettura | (e^-/pix) | 8 | ≤ 120 | 4 | 55 |
| PRNU | | 1% | 0.96% | 0.1% | 3% |

Tabella 3.1: quantitativo assoluto di errore dato da ciascuna sorgente d'errore su ciascun telescopio

| caratteristiche | | CoRoT | Kepler | CHEOPS | PLATO (normal camera) |
|-------------------------|-----------------|--------------------|--------------------|--------------------|--------------------------|
| | | FT | FF | FT | FF |
| numero CCD | | 4 | 42 | 1 | 4 |
| numero pixels | | 2048×4096 | 1070×1132 | 1024×1024 | 4510×4510 |
| lato di ciascun pixel | (μm) | 13.5 | 27 | 13 | 18 |
| guadagno | (e^-/ADU) | 2 | 112 | | |
| temperatura d'esercizio | ($^{\circ}C$) | -40 | -85 | -40 | -65 |
| CFW | (e) | 1×10^5 | 1.1×10^6 | 1×10^5 | 9×10^5 |
| AIMO | | Si | No | Si | No |
| retroilluminato | | Si | Si | Si | Si |
| ADC | | 16 bit | 14 bit | 16 bit | 14 bit |

Tabella 3.2: caratteristiche dei sensori CCD montati sul piano focale di ogni rispettivo telescopio. FT=frame transfer; FF=full frame

Bibliografia

1. Auvergne M., et al., The CoRoT satellite in flight: description and performance, in *A&A*, 506, 411-424,(2009)
2. Bernardi P. et al., PERFORMANCE OF THE COROT CCD FOR HIGH-ACCURACY PHOTOMETRY, in *ESASP*, 538, 191B, (2004)
3. Boisnard L. et al., COROT IN BRIEF,1306,(2006)
4. Broeg C., et al., CHEOPS: A Transit Photometry Mission for ESA's Small Mission Programme, in *arXiv*,(2013)
5. Czesla S. et al., How stellar activity affects the size estimates of extrasolar planets, in *A&A*, 2009
6. Douglas A. Caldwell et al., INSTRUMENT PERFORMANCE IN KEPLER'S FIRST MONTHS, in *ApJL*, 713,92-96,(2010)
7. Dravins D.,et al., atmospheric Intensity Scintillation of stars,PASP , 110, 610,(1998)
8. Drummond R., Calibration of the CoRoT Space Mission, LEUVEN (2007)
9. Drummond R. et al., Correcting for background changes in CoRoT exoplanet data, in *A&A*, 487, 1209-1220, (2008)
10. Endicott J. et al., Charge-Coupled Devices for the ESA PLATO M-class Mission, *SPIE Proc-8453-54*,(2012)
11. ESA Study Team,PLATO Science Requirements Document, (2011)
12. Heidi Korhonen, Investigating stellar surface rotation using observations of star spots, in *IAU*, (2008)
13. Howell S. B., Handbook of CCD astronomy, in Cambridge University Press, (2006)
14. Howell S. B., The K2 Mission: Characterization and Early Results, in The University of Chicago Press, volume 126, numero 938, (2014)
15. Janesick James R., Scientific charge-coupled devices, in *SPIE PRESS*,(2001)
16. Jean-Tristan Buey et al., THE CAMERA OF THE COROT SPACE EXPERIMENT: DESIGN, TESTS AND RESULTS
17. Jeffrey Van Cleve et al., Kepler Instrument Handbook, *KSCI-19033*,(2009)
18. Klaus G. Strassmeier, Starspots, in *Astron Astrophys Rev*, 17,251-308,(2009)

19. Koch, et al., kepler mission design, realized photometric performance, and early science, in *ApJL*, 713, 79-86, (2010)
20. Lapeyrere V. et al., Calibration of flight model CCDs for CoRoT mission, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 365, 1171-1179, (2006)
21. Marcos-Arenal P. et al., The PLATO Simulator: modelling of high-precision high cadence space-based imaging, in *A&A*, 566, A92, (2014)
22. Nascimbeni V. et al., TASTE: The Asiago Search for Transit timing variations of Exoplanets, in *A&A*, 527, A85, (2011)
23. Perryman M., *The Exoplanet Handbook*, in Cambridge University Press, (2011)
24. Pinheiro da Silva et al, Radiation effects on space-based stellar photometry: theoretical models and empirical results for CoRoT Space Telescope, in *MNRAS*, 384, 1337-1343, (2008)
25. PLATO Next-generation planet finder, ESA/SRE, (2011)
26. PLATO Revealing habitable worlds around solar-like stars, ESA/SRE, (2013)
27. Powell K. et al., Restoration and frequency analysis of smeared CCD images, in *SPIE*, 8, 38, (1999)
28. Quintana E. V. et al., Pixel-Level Calibration in the Kepler Science Operations Center Pipeline, 7740, (2010)
29. Rauer H., et al., The PLATO 2.0 Mission, in *EXA*, (2014)
30. Seager S., *Exoplanets*, in Arizona LPI NASA, (2010)
31. Silva-Valio A., ESTIMATING STELLAR ROTATION FROM STARSPOT DETECTION DURING PLANETARY TRANSITS, in *ApJL*, 683, 179-182, (2008)
32. Sterken C., *Astronomical Photometry*, in Kluwer Academic, (1992)
33. Thierry Viard et al., COROT TELESCOPE (COROTEL), ESA SP-621, (2006)
34. Winn J. N., Measuring accurate transit parameters, in *IAU*, (2009)
35. Winn J. N., Transits and Occultations, in *arXiv*, (2011)
36. Willy Benz et al., CHEOPS Characterising ExOPlanet Satellite, in ESA/SRE, (2013)