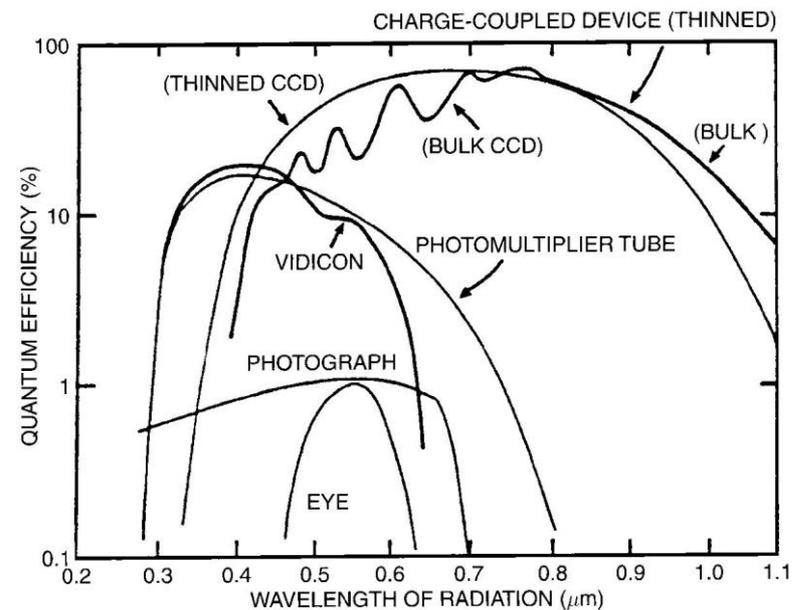


Fotometria Astronomica

Tradizionalmente la fotometria astronomica, ovvero la misurazione del flusso luminoso emesso da sorgenti celesti, si è avvalsa di diversi sensori e tecniche:

- l'occhio umano;
- le lastre fotografiche;
- i vari tipi di fotometri fotoelettrici,
- i CCD



Noi concentreremo la nostra attenzione sulla fotometria basata su immagini CCD.

La calibrazione delle immagini

Se Flux_i e' il flusso luminoso nel pixel i , i conteggi Cnt_i rilevati dopo una esposizione t sono :

$$\text{Cnt}_i = \text{Bias}_i + \text{Dark}_i * t + \text{Flux}_i * t * \text{Flat}_i + \text{Rumore}_i$$

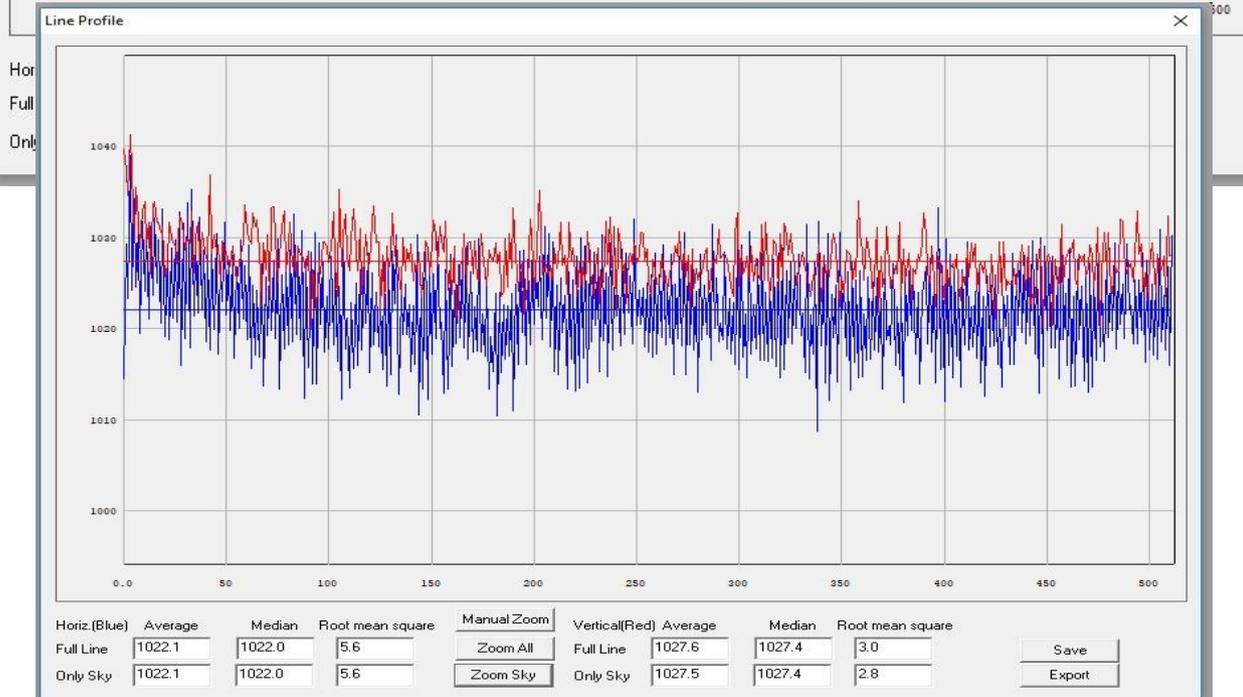
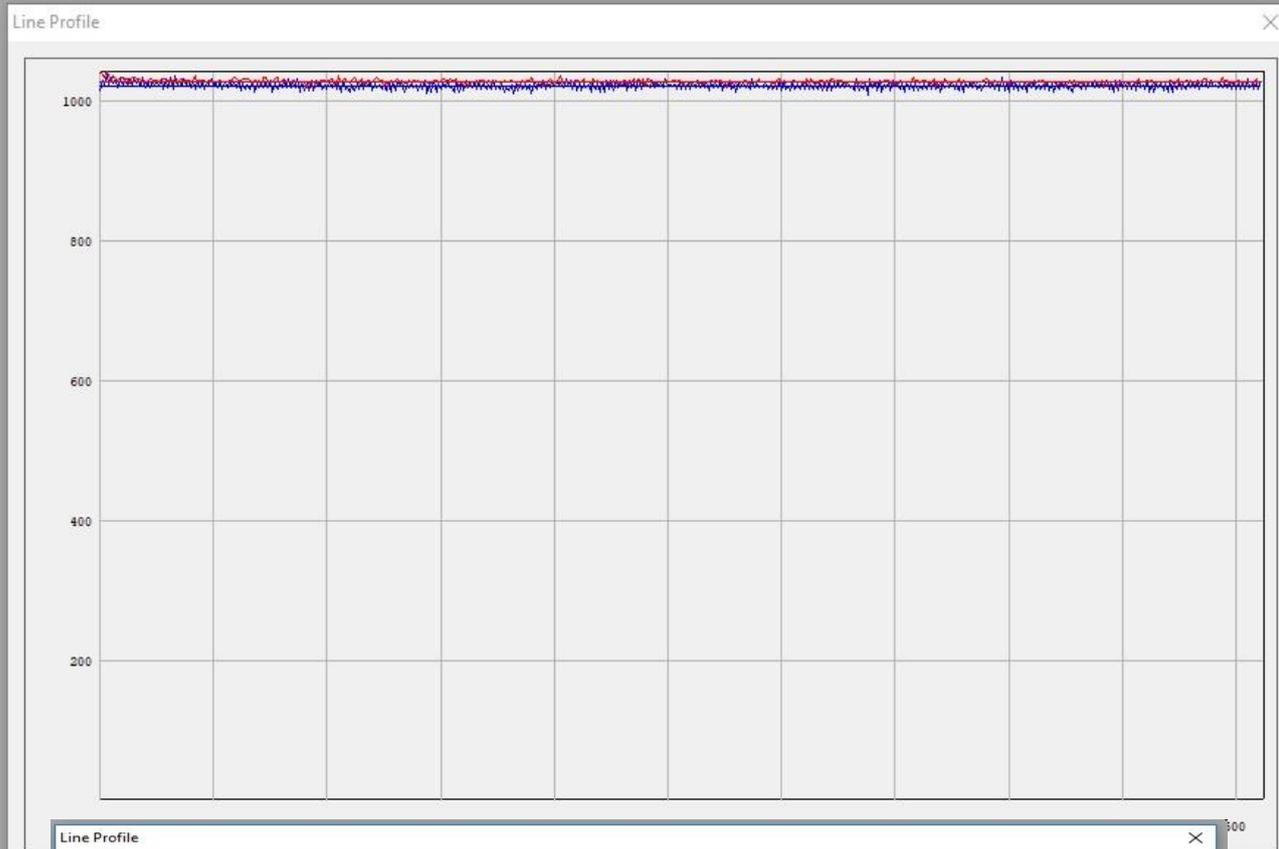
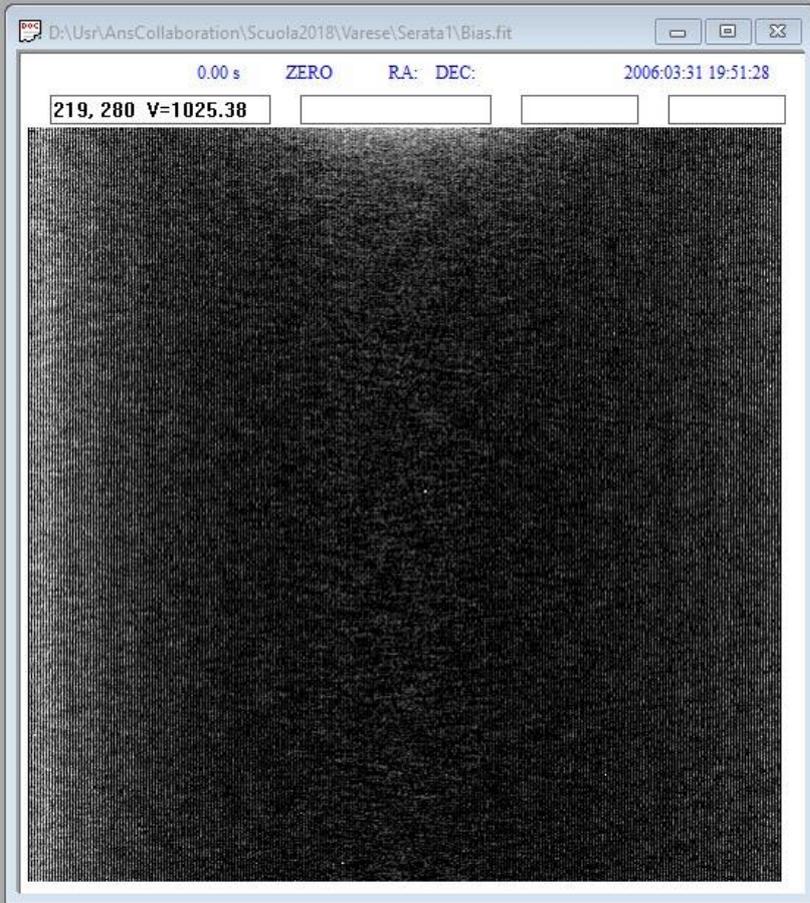
Quindi :

$$\text{Flux}_i * t = (\text{Cnt}_i - \text{Bias}_i - \text{Dark}_i * t) / \text{Flat}_i$$

Ogni componente (Bias, Dark, Flat, Flux) fornisce un contributo al **rumore**, che ritroviamo in Cnt_i .

Bias

- Esponendo con $T=0$ e a otturatore chiuso si ottiene una immagine con conteggi superiori allo 0, pur essendo il flusso luminoso nullo.
- Si tratta del bias, un valore aggiunto “elettronicamente”. La ragione della sua presenza e' semplice. Se non ci fosse, il rumore di lettura e il drift nel tempo delle caratteristiche dell'elettronica potrebbe portare a conteggi negativi per flusso luminoso nullo. Si dovrebbe allora usare un bit dei 16 disponibili per trattare il segno, diminuendo i bit disponibili per la conversione ADC sulla parte interessante del segnale, raddoppiando il gain e dimezzando la sensibilita' dell'ADC
- Considerando il possibile drift nel tempo dell'elettronica, un valore tipico del bias e' di diverse centinaia di ADU.
- L'immagine di bias non e' uniforme: esiste un pattern bidimensionale, derivante dalle diverse caratteristiche dei singoli pixels
- L'immagine Bias (come anche quella Dark e persino quella di Flat) dipende (fortemente) dalla temperatura: **tutte le immagini in trattamento devono essere prese alla stessa temperature CCD**
- L'RMS dei valori dei diversi pixel altro non e' che il **ReadOutNoise** del CCD



Pattern di una immagine di Bias;
Si ha una variazione di ca. 1%, e
Un ReadOutNoise di ca. 3 ADU

Il chiarore in alto al centro in altro e'
Causato da componenti elettronici
del CCD in uso

Bias : trattamento

- I CCD hanno una regione di **overscan**: non corrisponde a pixel reali, ma solo a colpi di clock aggiuntivi (tipicamente una decina) , che fanno “girare a vuoto” l'elettronica. Fornisce, per ogni riga, il valore di bias
- L'overscan non da' informazioni sul pattern bidimensionale: una immagine con $T_{\text{exp}} = 0$ e otturatore chiuso fornisce una dato piu' dettagliato.
- Un CCD in standby puo' comunque accumulare cariche: e' bene ripulirlo con una lettura prima di acquisire l'immagine di Bias
- Ricordiamoci dell'onnipresente **rumore**: e' bene prendere diverse immagini (almeno una decina) per poter effettuare una media, meglio una mediana, meglio ancora un **min-max rejection** per limitare gli effetti del rumore e di altre fenomeni come i “raggi cosmici”
- In ANS, vedremo piu' avanti, trattiamo il BIAS in modo leggermente diverso, **per problemi frequenti** nelle camere non professionali

Digressione Statistica

- **Media** : somma dei valori diviso per il loro numero;
- **Mediana** : il valore per il quale l'insieme dei valori superiori e quello dei valori inferiori hanno lo stesso numero di elementi;
- **Moda** : il valore piu' frequente
- **MinMax Rejection**: media dopo aver scartato gli 1 ... n valori superiori e inferiori

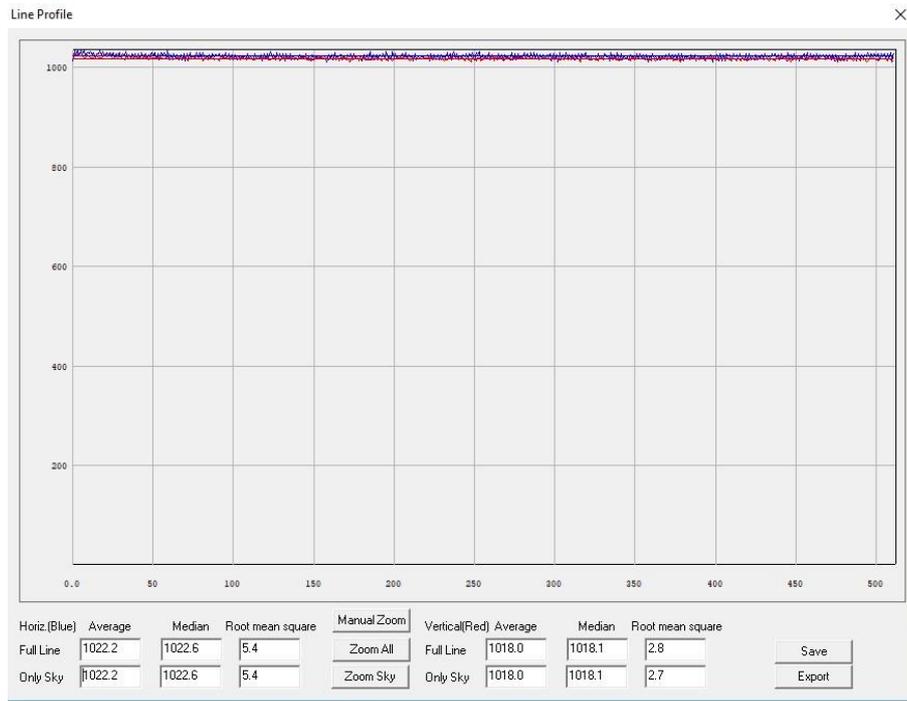
Misure effettuate su eventi indipendenti tendono ad avere una distribuzione gaussiana, dove **media, media e moda coincidono**

La media puo' essere facilmente modificata da valori estremi (raggi cosmici, pixel caldi o freddi, ecc)

La mediana elimina il problema del punto precedente, ma riduce l'accuratezza (che non puo' essere migliore di 0.5 ADU)

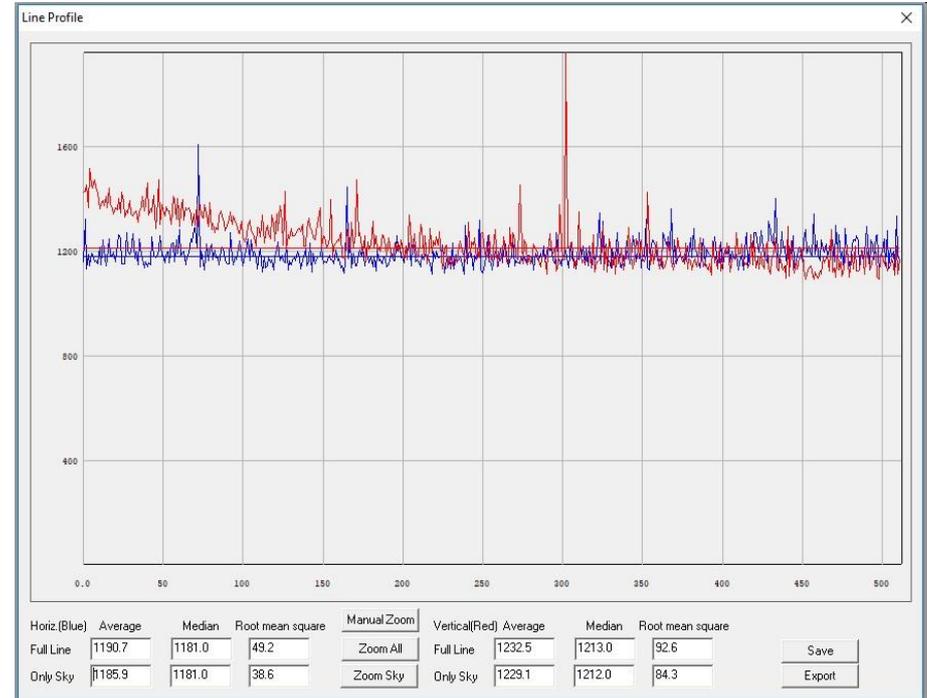
MinMaxRejection cerca di prendere il meglio di entrambe tra media e mediana

BIAS



Media : 1022 Rms: 5.4

DARK a 120 secondi



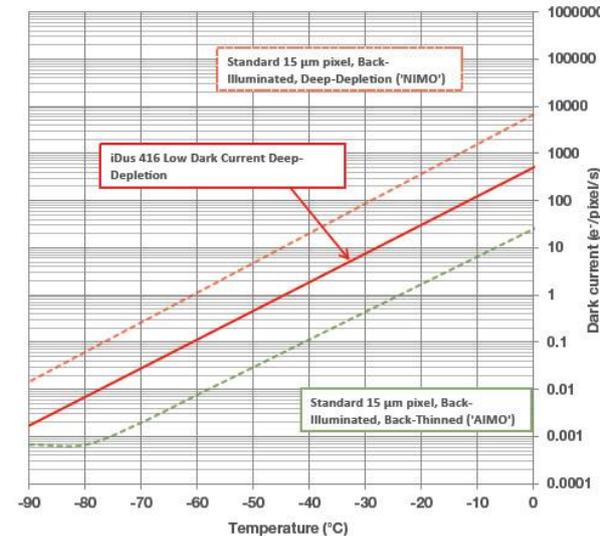
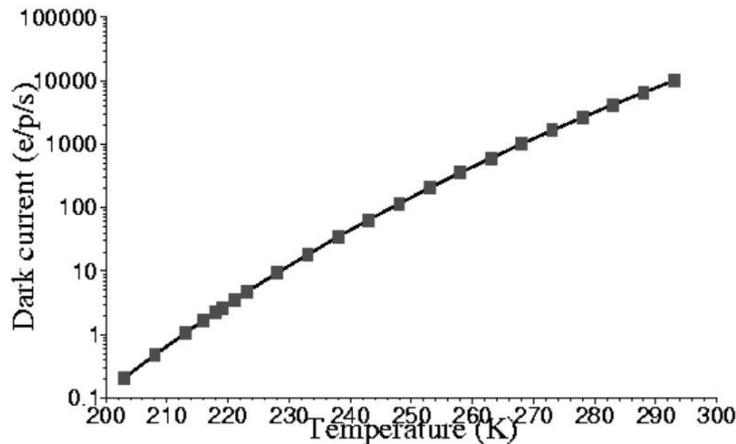
Media : 1180 Rms: 49

- Crescono i conteggi : da 1022 a 1180
- Cresce la frastagliatura del segnale : da 6 a 50. Ma non e' tutto rumore, in buona parte si tratta del diverso comportamento dei pixel rispetto alla corrente di buio. Il contributo aggiuntivo dovuto alla corrente di buio e' di ca. 160, corrispondente a un incremento di rumore pari a ca. 4. Il resto $(50 - 6 - 4) = 40$ e' dovuto al differente comportamento dei vari i pixel

L'immagine di Dark e' dovuta alla corrente di buio (Dark Current) : **l'agitazione termica** causa la liberazione di elettroni che sono indistinguibili dagli elettroni rilasciati per impatto da parte di un fotone

L'immagine Dark e' pertanto proporzionale al tempo di esposizione (in modo lineare), e fortemente dipendente dalla temperatura (**in modo sostanzialmente esponenziale**)

Per tale ragione e' importante raffreddare il CCD quanto piu' possibile



Ma una cosa e' ancora piu' importante del raffreddamento :

tutte le immagini, sia scientifiche che di calibrazione (bias, dark, flat), devono essere prese alla stessa identica temperatura del CCD

E', ovviamente, nella sottrazione del dark, occorre avere un dark con lo stesso identico tempo di esposizione dell'immagine oggetto di sottrazione

La DarkCurrent dipende anche dalla tensione usata per generare il livello di Bias: ma questa viene ottimizzata dai costruttori delle camere.

Bias + Dark : trattamento

Anche i Dark sono soggetti al rumore, pertanto per produrre un Master Dark occorre avere almeno 10 immagini, da trattare poi con **una media, mediana o min-max rejection**.

Per valutare la quantita' **$(Cnt_i - Bias_i - Dark_i * t)$** occorre avere immagini dark con lo stesso tempo di esposizione dell'immagine in trattazione. Se in una notte si osservano piu' oggetti, e con filtri diversi, e' praticamente impossibile avere lo stesso tempo di esposizione per tutte le immagini.

Quindi occorre avere **10 o piu' immagini dark per ogni diverso tempo** di esposizione utilizzato : puo' diventare impraticabile, soprattutto per chi ha a disposizione solo una parte della notte, dovendo andare il giorno dopo a lavorare.

E' vero che i dark sono piuttosto stabili nel tempo (ammesso che si riesca a tornare sulla stessa esatta temperatura CCD), e che quindi si possono utilizzare dark presi in notti precedenti.

Ma si puo' sfruttare la linearita' col tempo di esposizione del segnale di dark, ed effettuare **una interpolazione**, a condizione di avere dark con tempi di esposizione superiori alla massima esposizione utilizzata.

Sfruttando la linearità col tempo delle immagini dark, almeno a tempi > 1 sec, si può allora adottare la seguente procedura:

- Si prende un assieme di immagini (**10 o più**) a un tempo breve, es. 1 sec.
- Si prende un assieme di immagini (**10 o più**) a un tempo superiore o uguale alla massima esposizione che verrà adottata;
- Per ognuno dei due assiami si costruisce l'immagine media (o mediana, ecc ...)
- **Per ogni pixel** si calcola la retta di interpolazione, e estrapolando a $T= 0$ si ottiene l'immagine di **Master Bias** ($Bias_i$)
- Sempre per ogni pixel a partire dalla retta di interpolazione si calcola il termine dovuto alla dark current ($Dark_i$) e lo si memorizza nell'immagine **Master Dark**
- Per tutte le immagini scientifiche e tutte le immagini di flat si sottraggono bias e dark:

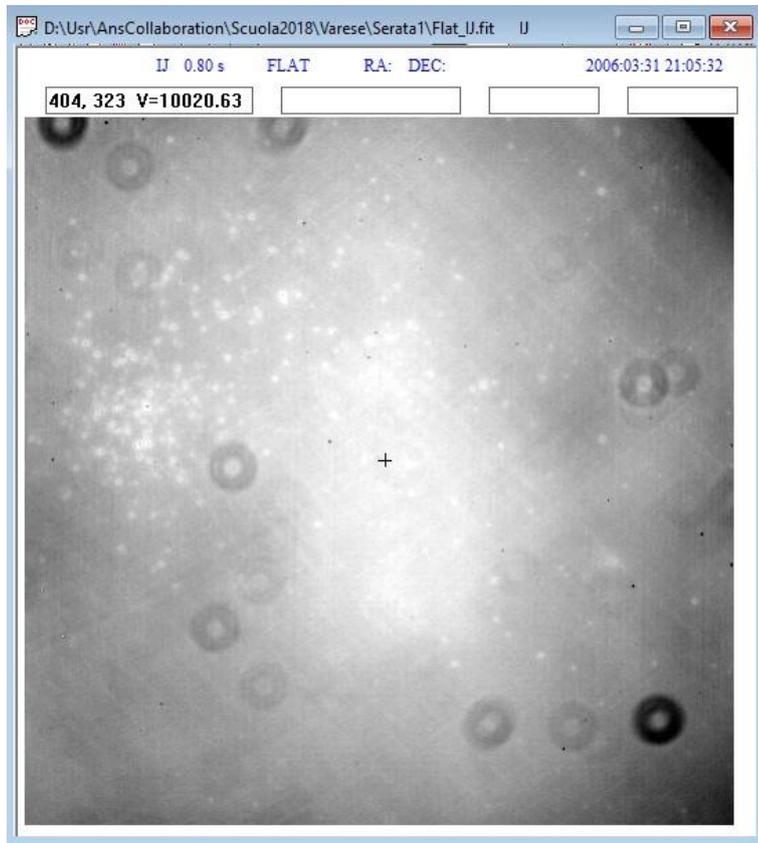
$$\text{Immagine}'_i = \text{Immagine}_i - \text{Bias}_i - \text{Dark}_i * t_{\text{exp}}$$

dove i è l'indice di pixel e t_{exp} è il tempo di esposizione dell'immagine in trattamento

AnsPhotometry :

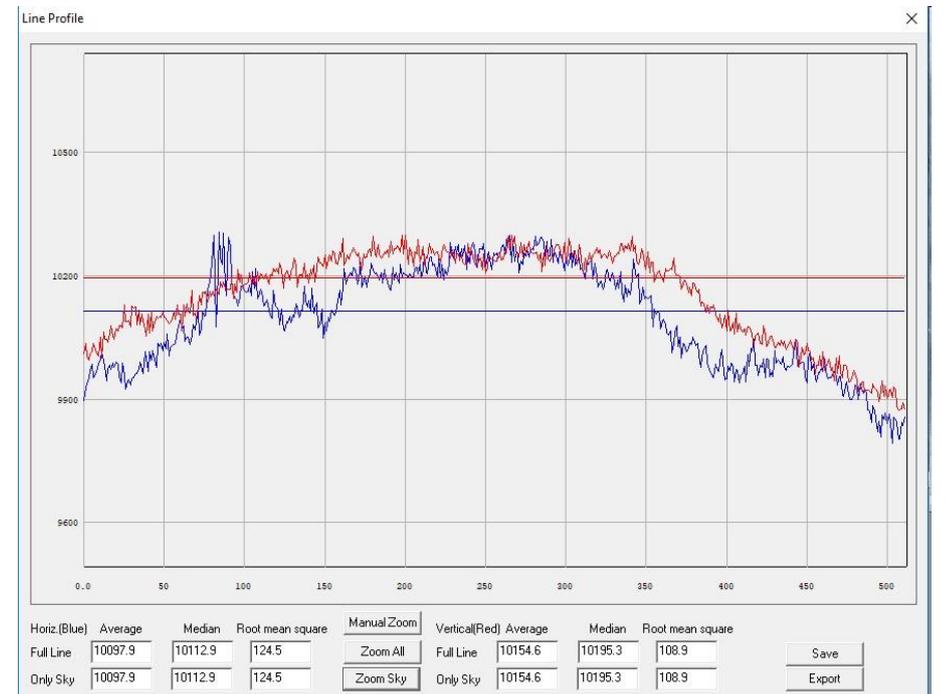
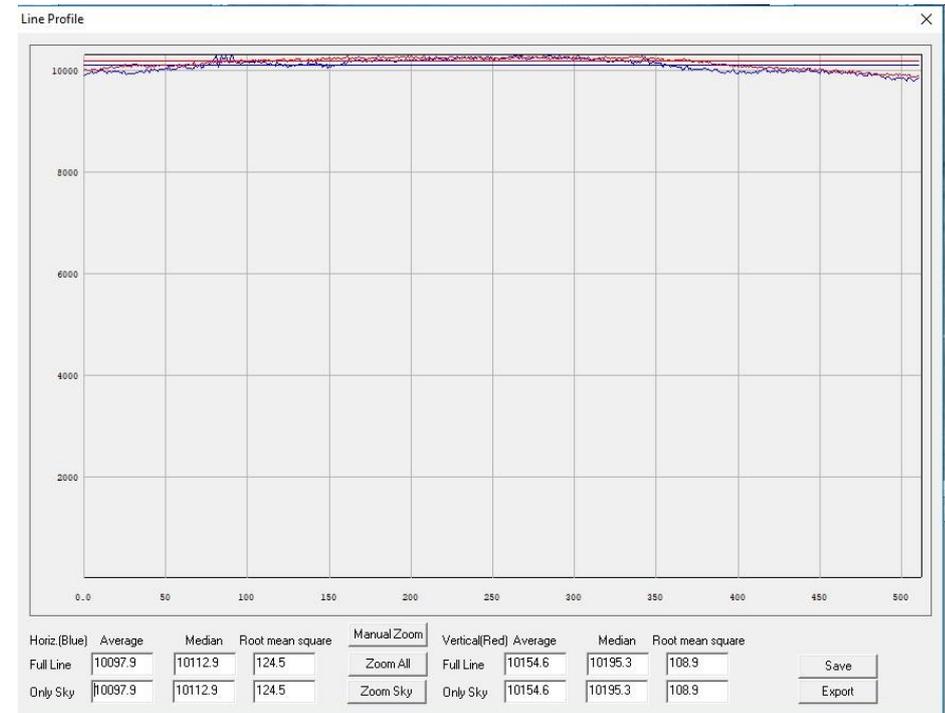
- Ordina le immagini bias e dark in base al tempo di esposizione
- Raggruppa tutte le immagini che hanno lo stesso tempo di esposizione
- Tiene solo i gruppi che hanno un **numero minimo** di immagini (5)
- Se esiste un gruppo con esposizione tra 1 e 5 secondi, **elimina** ogni eventuale gruppo con esposizione pari a 0 o inferiore a 1 sec.
- Per ogni gruppo che rimane crea un immagine trattando il gruppo con **MinMaxRejection**, scartando il valore piu' alto e piu' basso di ogni pixel;
- Interpola linearmente i gruppi rimanenti (possono essere piu' di due)
- Calcola l'immagine **Master Bias** (termine noto dell'interpolazione) e **Master Dark** (coefficiente di primo grado o pendenza dell'interpolazione)
- **Tratta tutte le altre immagini (scientifiche e flat) con il Master Bias e Master Dark**

Flat Field



Flat field correction : usato per correggere ogni disomogeneita' di risposta tra i vari pixel:

- Vignettatura (puo' anche essere del 10%)
- Diversa QE (pixel Quantum Efficiency):1-2%
- Grani di polvere
- E quant'altro



Flat Field Correction : si effettua acquisendo immagini di un campo illuminato uniformemente : l'immagine risultante (considerata **dopo** la correzione Bias-Dark), che non sara' uniforme, fornisce l'andamento della diversa risposta pixel-pixel.

La correzione si effettua dividendo le immagini scientifiche (dopo la correzione Bias-Dark) per tale curva di risposta.

In apparenza tutto molto semplice ma:

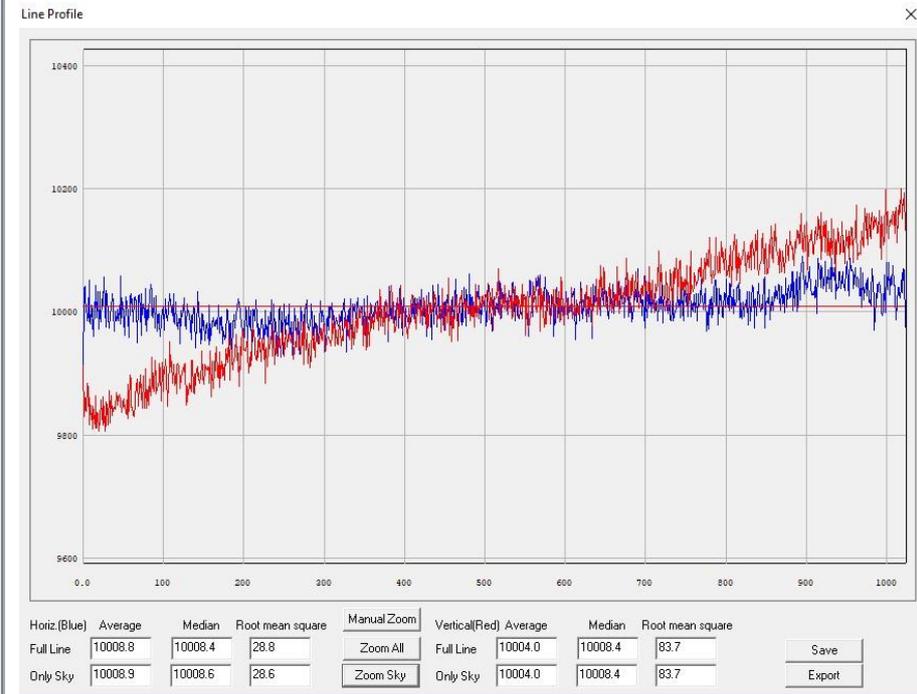
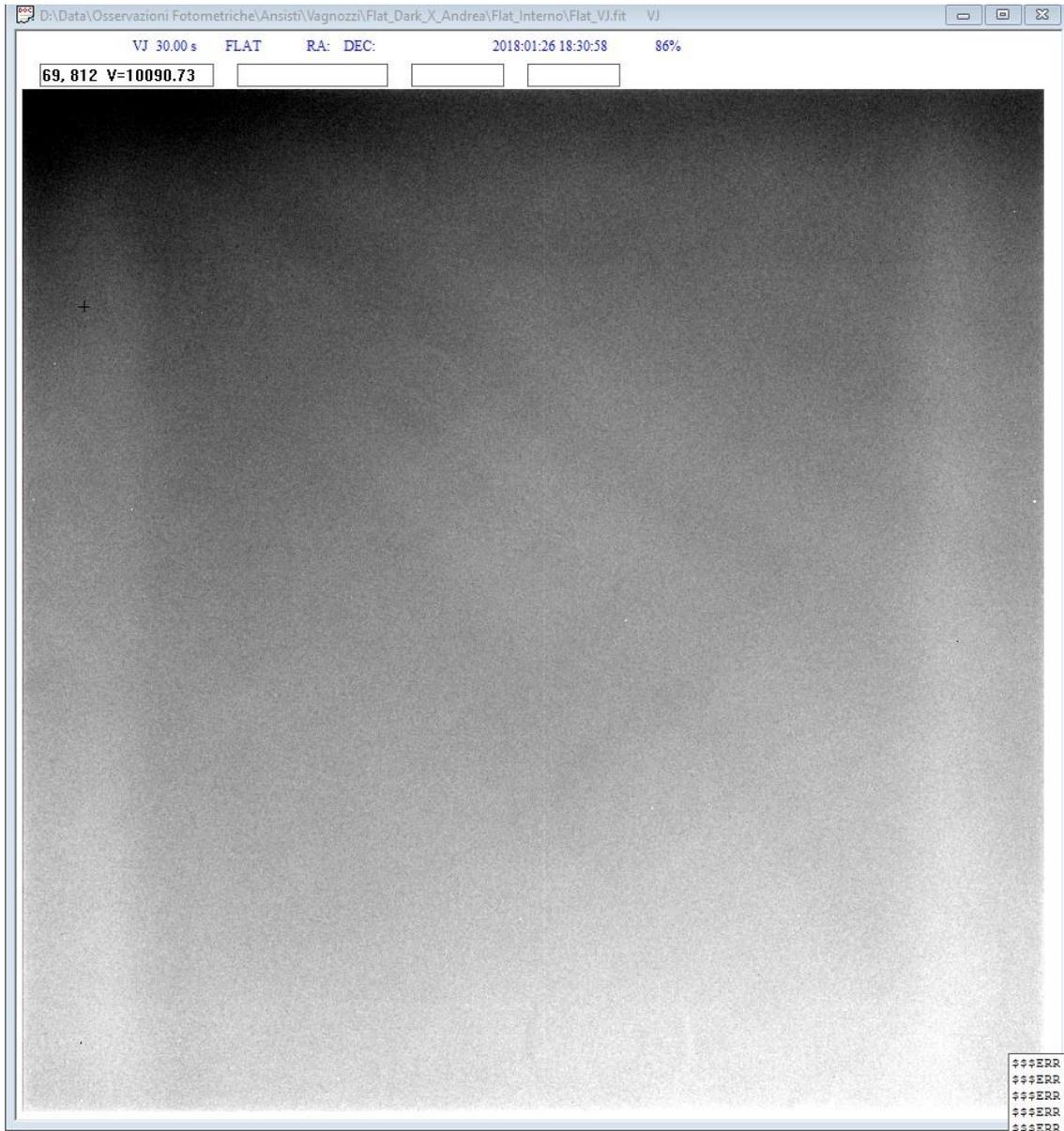
- Non e' semplice produrre un campo **illuminato omogeneamente**;
- La luce proveniente da tale campo dovrebbe seguire un **percorso ottico simile** a quello della luce proveniente dal cielo;
- L'efficienza quantica dei pixel ha una dipendenza dalla **temperatura e dalla lunghezza d'onda**, quindi dal **colore** della fonte luminosa

Quindi:

- Sarebbe opportuno preferire utilizzare **immagini prese dal cielo** al tramonto/alba piuttosto che il classico schermo in cupola, per avere il corretto percorso ottico, un colore simile a quello del cielo notturno e la massima omogeneita' di illuminazione
- E' indispensabile ottenere un flat field correction **per ogni filtro**, per avere la risposta nella giusta banda e per considerare polvere e altri difetti dei vari filtri;
- I filtri devono riposizionarsi quanto piu' possibile sempre nella **stessa esatta posizione**.

Esempio di rapporto flat sky / flat dome

Esempio: rapporto sky flat / dome flat



In questo caso abbiamo una differenza da -2% a +2% tra il **flat su sky** e il **flat su dome**

Anche con queste attenzioni, rimangono molti problemi:

- Non ci devono essere **flessioni meccaniche** che modifichino il percorso ottico tra le pose flat e le pose scietifiche;
- Per lo stesso motivo occorre evitare **variazioni di messa a fuoco** tra flat e immagini scientifiche;
- La luce provienente dagli oggetti osservati in generale ha un **andamento spettrale diverso** da quello della luce usata per il flat field, anche in presenza di filtri: pertanto la correzione sara' vicina a quella da effettuare, ma non uguale;
- Occorre evitare esposizioni brevi, altrimenti gli effetti meccanici **dell'otturatore** producono disomogeneita' nell'illuminazione del sensore ;
- I flat field su cielo non sono facili da fare: e' necessario farli con poca luce per avere tempi maggiori di 1 sec; ma allora **il tempo e' poco** e occorre variare la posa da immagine a immagine e da filtro a filtro, se si vuole mantenere i conteggi su valori di linearita' del CC e su livelli abbastanza alti da mantenere un **alto rapporto S/N** (> 10000 conteggi). Spesso si riesce a fare solo con una procedura automatica, dove e' il software a decidere il momento in cui acquisire l'immagine e quale esposizione adottare.

- Il cielo al tramonto (alba) presenta comunque **un gradiente**, centrato sul sole. Con focali > 1 m l'effetto e' piccolo, ma e' bene cercare di minimizzarlo. Lo zenit e' un buon punto per orientare il telescopio per i flat su sky.
- Essendo l'illuminazione scarsa occorre **tenere fermo il telescopio** per distribuire la luce delle stelle di sfondo (non immediatamente visibili) su una lunga strisciata, che verra' poi eliminata dalle procedure di **mediana o min-max rejection**;
- Al tramonto arriva molta piu' **luce indiretta** che non nelle pose notturne;
- I filtri devono essere abbastanza distanti dal CCD per distribuire l'**oscuramento da parte della polvere** su una grande area, ma non cosi' distanti da introdurre **vignettatura** importante;
- Occorre che i filtri nelle immagini scientifiche si **riposizionino al meglio** nella stessa identica posizione che avevano durante il flat (possibilmente entro 1 pixel)

I Flat in AnsPhotometry

- Per ogni banda viene richiesto un numero minimo di immagini : 5, ma e' auspicabile **10**;
- Le immagini vengono corrette per **Dark e Bias**;
- Le immagini vengono **rinormalizzate** in modo da avere tutte lo **stesso livello medio (10000)** ;
- Per ogni filtro viene calcolata l'immagine con la procedura di **MinMax Rejection** ;
- Tutte le immagini scientifiche, gia' corrette per Dark e Bias, vengono **corrette anche per Flat**

La somma nelle immagini scientifiche

- Se la variabile e' debole, occorrono pose eccessivamente lunghe (inseguimento, ecc)
- Oppure la variabile e' luminosa, ma le stelle di sequenza no, o viceversa: per **non saturare l'una o le le altre**, occorre limitare la posa;
- Ma per raggiungere un buon segnale occorre allora fare piu' pose, per allungare i tempi.
- Le immagini vanno combinate assieme, ma occorre ricordare che una somma di immagini **non e' equivalente a una posa singola** con lo stesso tempo totale. Il ReadOut Noise si aggiunge per ogni singola immagine, non una volta sola. Occorre pertanto che RON sia basso rispetto al segnale delle stelle piu deboli.
- Che tipo di somma : **media, mediana, minmax rejection, somma?**
 - Mediana riduce la risoluzione a mezzo ADU;
 - MinMax rejection non e' possibile, perche' ogni posa puo'avere fwhm diverso, inseguimento diverso, e magari tempi diversi e non si riesce a normalizzare i segnali per poi applicare il min max rejection;
 - **Media e somma sono equivalenti: AnsPhotometry fa la somma, in modo da avere i conteggi totali, utili a valutare il rapporto S/N, e il tempo di esposizione totale.**

Calibrazione e Header Fits

```
000 SIMPLE = T
001 BITPIX = -32 /8 unsigned int, 16 & 32 int, -32 & -64 real
002 NAXIS = 2
003 NAXIS1 = 482
004 NAXIS2 = 491
005 INSTRUME= 'Apogee Alta E2V BackIlluminated'
006 DATE-OBS= '2006-12-23T20:56:11' /YYYY-MM-DDThh:mm:ss observation start, UT
007 EXPTIME = 120.00000000000000 /Exposure time in seconds
008 EXPOSURE= 120.00000000000000 /Exposure time in seconds
009 SET-TEMP= -40.00000000000000 /CCD temperature setpoint in C
010 CCD-TEMP= -39.950459250000002 /CCD temperature at start of exposure in C
011 XPIXSZ = 26.000000
012 YPIXSZ = 26.000000
013 XBINNING= 2
014 YBINNING= 2
015 XORGSUBF= 0 /Subframe X position in binned pixels
016 YORGSUBF= 0 /Subframe Y position in binned pixels
017 FILTER = 'VJ ' / Filter used when taking image
018 IMAGETYP= 'OBJECT ' / Type of image
019 FOCALLEN= 250.000000
020 APTDIA = 0.0000000000000000 /Aperture diameter of telescope in mm
021 APTAREA = 0.0000000000000000 /Aperture area of telescope in mm^2
022 SWCREATE= 'CcdPhotometry, Sun Dec 24 12:01:04 2006' /Name of software that
creat
023 SBSTDVER= 'SBFITSEXT Version 1.0' /Version of SBFITSEXT standard in effect
024 OBJECT = 'GHGem '
025 OBSERVAT= 'FAOF'
026 RA = '07:04:13'
027 DEC = '12:03:34'
028 EPOCH = 2000.00000000000000
029 BIASCOR = 'On Sun Dec 24 09:58:46 2006'
030 DARKCOR = 'On Sun Dec 24 09:58:46 2006'
031 FLATCOR = 'On Sun Dec 24 09:59:16 2006'
032 MIDPOINT= '2006-12-23T21:13:37'
```

Le parole chiave **ZERO**, **DARK**, **FLAT**, **OBJECT** devono essere presenti per permettere la gestione della calibrazione, come pure l'indicazione del filtro

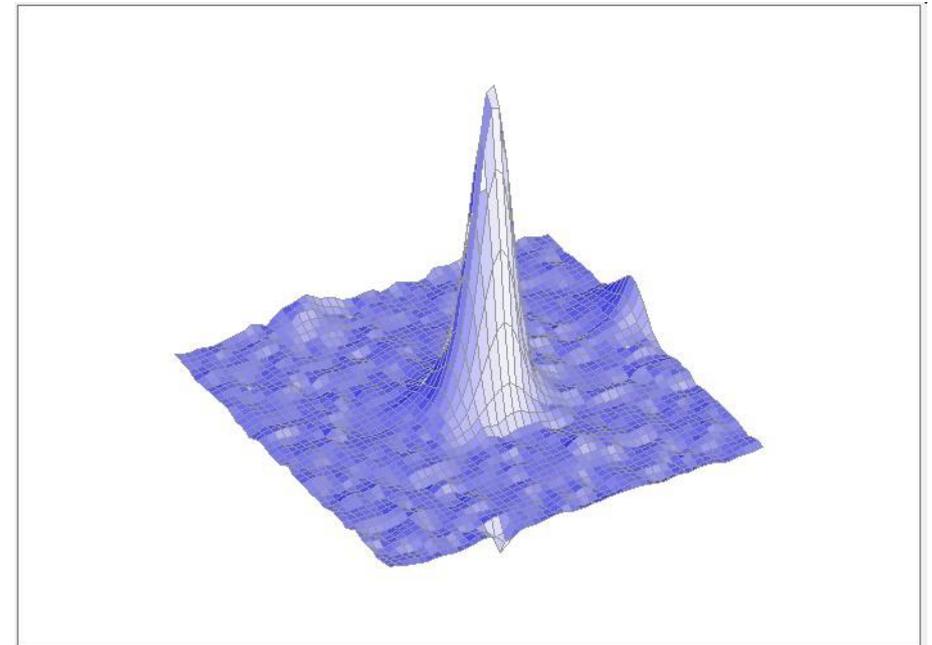
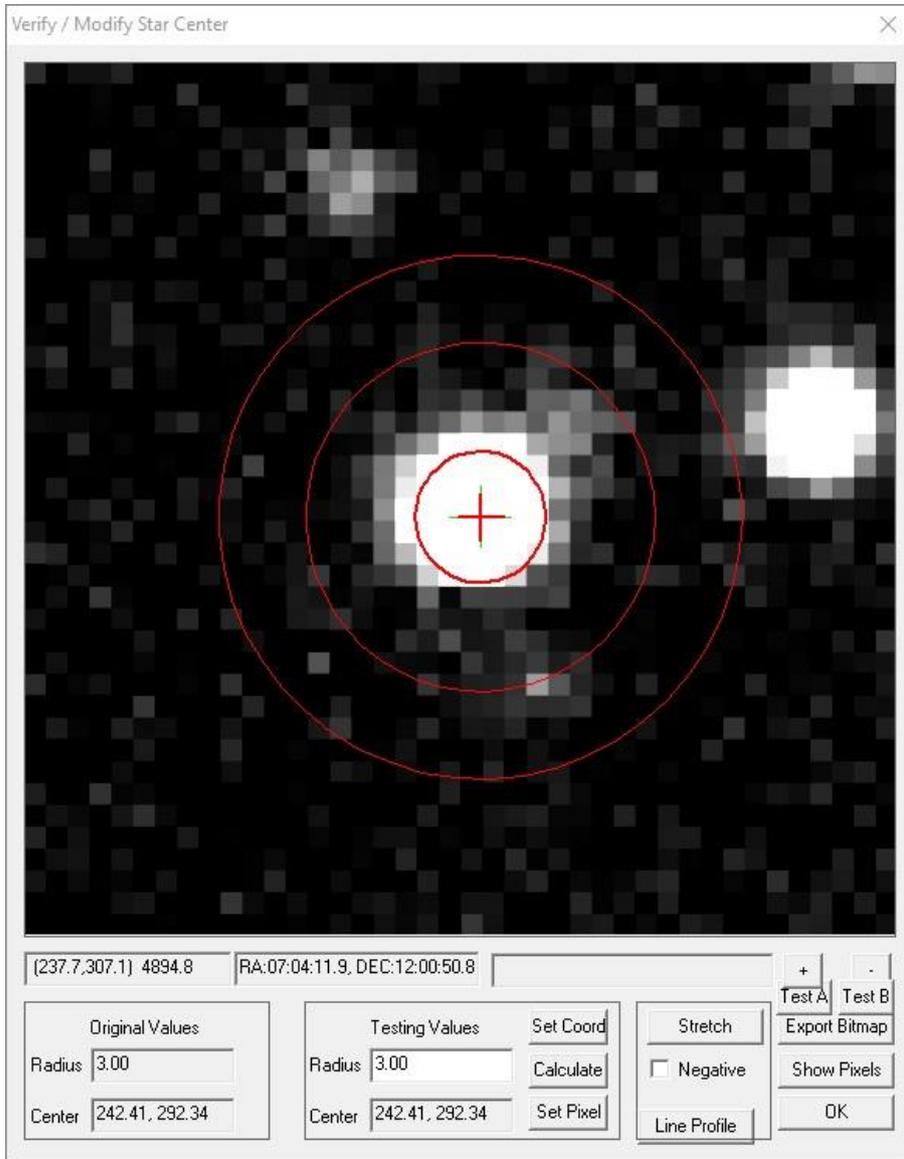
IMAGETYP= 'ZERO ' / Type of image
IMAGETYP= 'DARK ' / Type of image
FILTER = 'VJ ' / Filter used when taking...
IMAGETYP= 'FLAT'

A testimonianza dell'avvenuta correzione AnsPhotometry introduce nello header FITS le opportune chiavi

Fotometria: ottenere la magnitudine strumentale

Di Apertura

Point Spread Function (PSF)



Apertura: $M = -2.5 \log (S - n_{\text{pix}} * B) + C$

PSF (analitico) : $M = k / (1 + r^2 / a^2)^b$

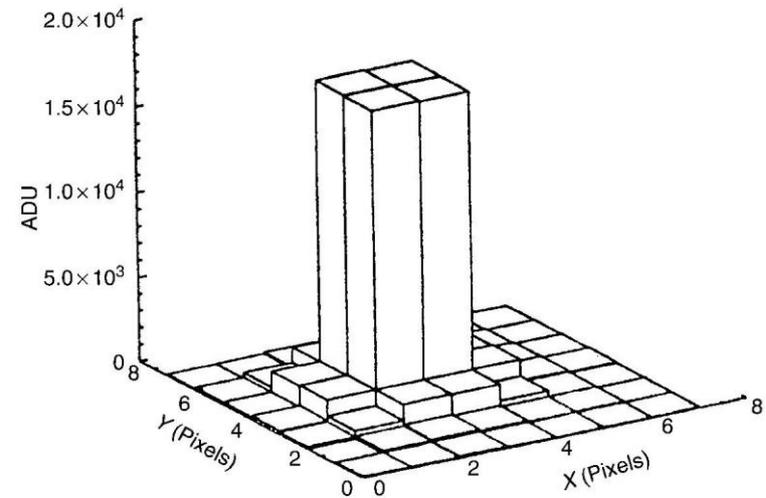
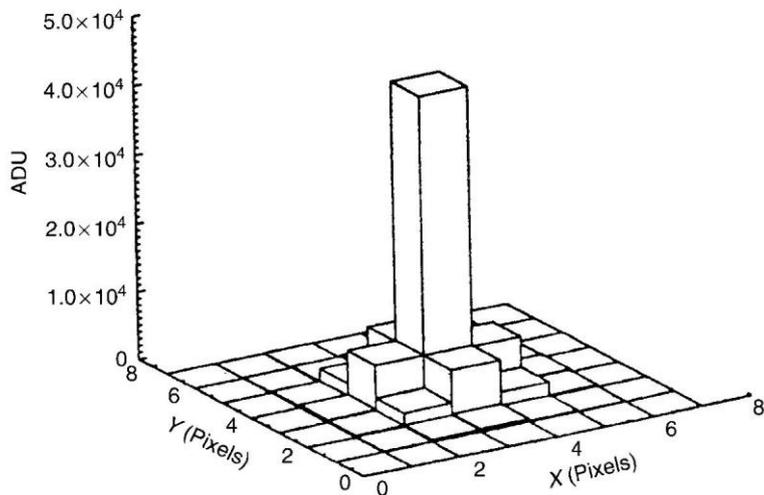
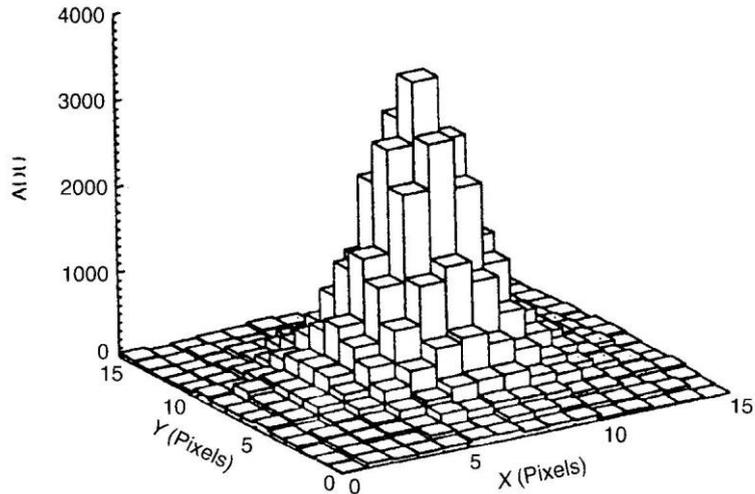
o

PSF empirico

PSF e' quasi obbligatoria in campi affollati

Fotometria di apertura: il campionamento dell'immagine

Si dimostra che esiste un campionamento ottimale ai fini di ottenere buoni valori fotometrici. Distribuire la luce un'ampia area non da un buon segnale, ma neanche concentrarla in un solo pixel e' una soluzione valida. Se questo e' evidentemente vero per la fotometria psf, lo e' comunque anche per la fotometria d'apertura.



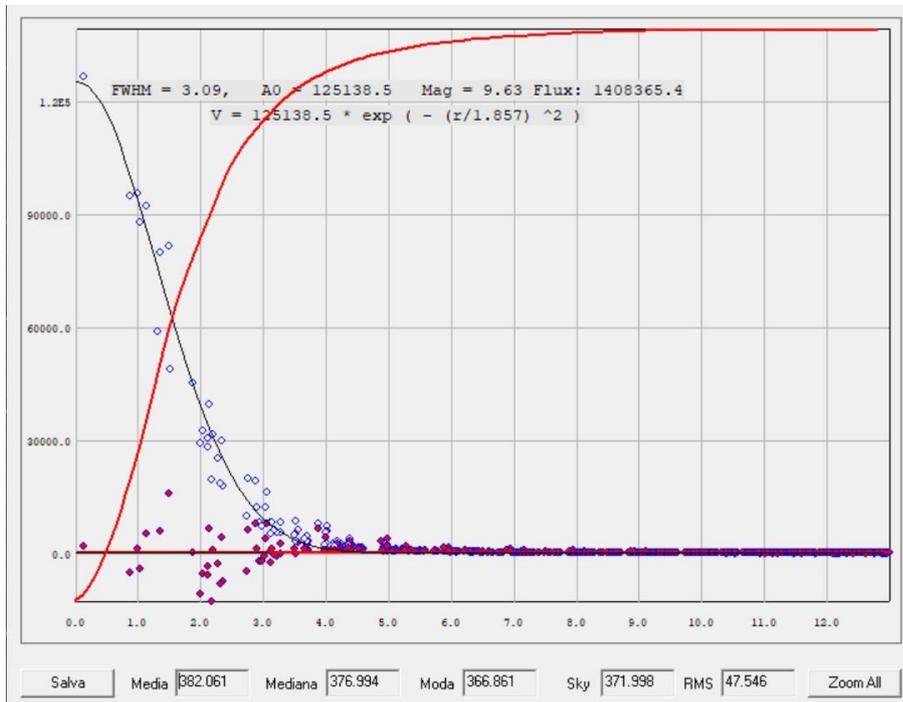
Fotometria di apertura:

il campionamento dell'immagine

- **Il FWHM (Full Width Half Maximum) delle stelle non deve essere ne' troppo piccolo ne' troppo grande ($Fwhm \approx 2 / 3$).**

In particolare, se l'fwhm copre troppo pochi pixel, raggi cosmici, polvere, ecc... possono avere un grande impatto sulla misura.

Se $Fwhm < 1.5$ si parla di sottocampionamento, che da' luogo a errori importanti sia in fotometria che in astrometria. Il miglior rapporto S/N si ha attorno a **$Fwhm = 2$** , mentre una trattazione rigorosa per profili **gaussiani trova un valore di 2.35**



Linea nera : best fit del profilo
Linea rossa: integrale del segnale (somma conteggi)

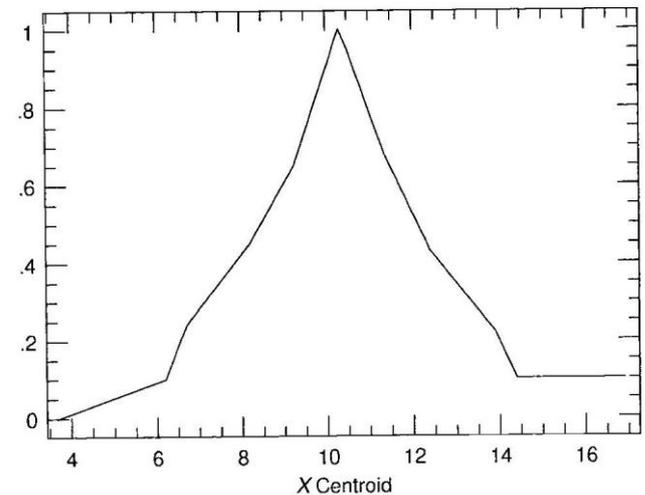
In questo caso il FWHM e' 3.09. Si osservi che:

- a $R = 1 * fwhm$ l'integrale e' ca. 90 %
- a $R = 3 * fwhm$ l'integrale e' praticamente 100%

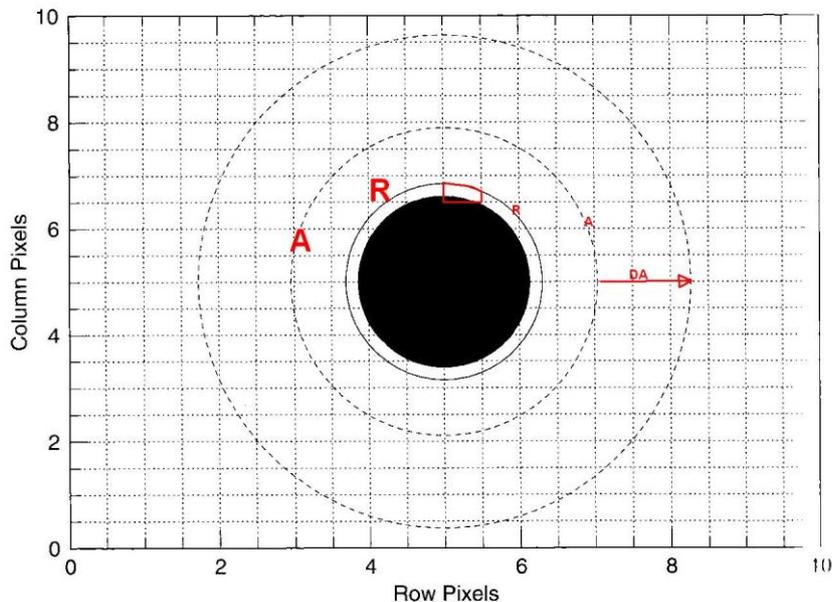
Fotometria d'apertura

Occorre calcolare il fotocentro (subpixel) della stella.

Poiche' l'apertura non raccoglie tutta la luce stellare, avere centri diversi sulle varie stelle (di confronto e variabili) comporta un significativo errore nelle misure. Pertanto occorre calcolare il fotocentro di ogni stella, e centrare su questo le varie aree di lavoro. Il fotocentro e' tipicamente ricavabile con una precisione di 0.1 pixel

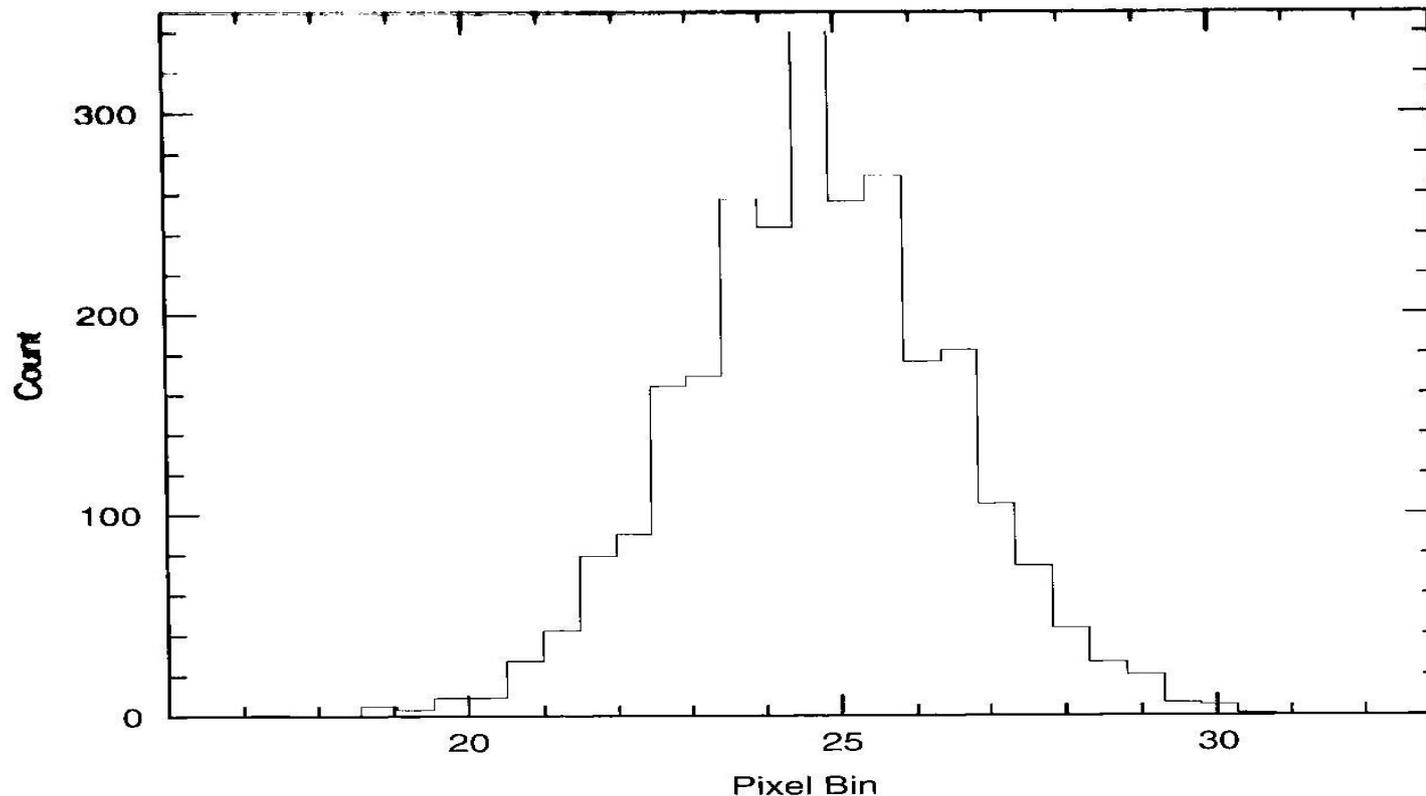


Si definiscono il raggio apertura **R**, ove si integra il flusso stellare, l'anello **A** dove si comincia a considerare il fondo cielo, e lo spessore anello **DA**.



E' necessario tenere correttamente conto dei pixel parzialmente coperti dall'apertura. Per la stessa ragione del punto precedente: occorre raccogliere per ogni stella la stessa percentuale del flusso luminoso totale, indipendentemente da dove si posizioni il centro stellare all'interno del pixel

Fotometria d'apertura: il fondo cielo

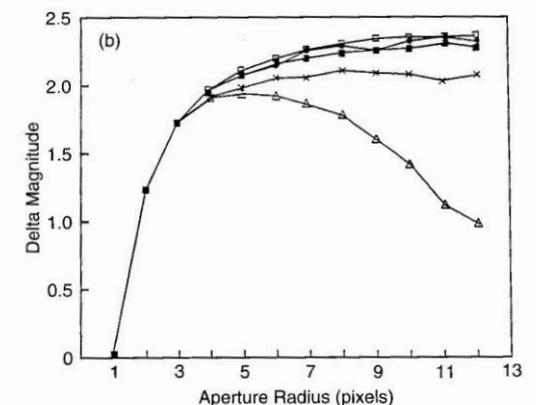
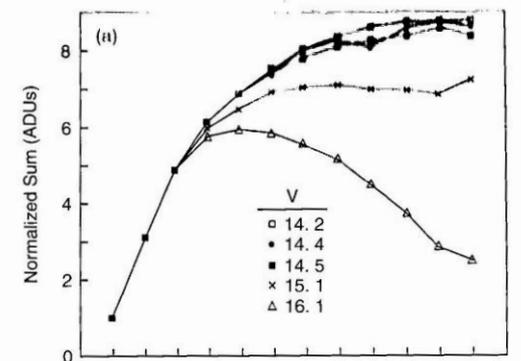
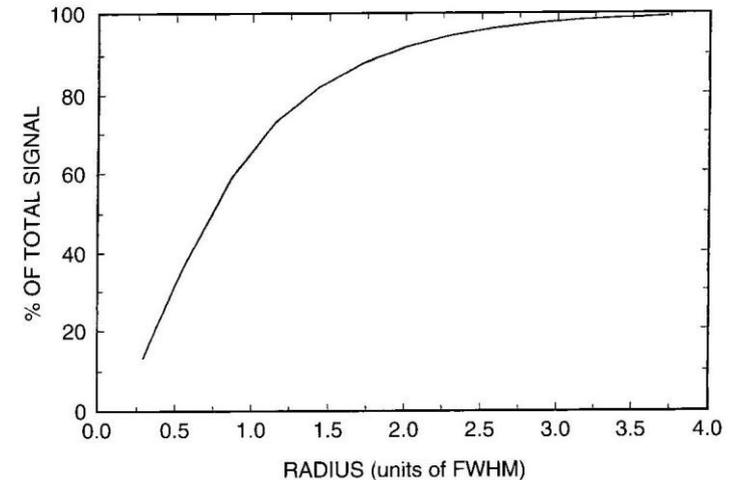


E' necessario fornire una valutazione accurata del fondo cielo.

La tecnica usuale e' quella di calcolare l'istogramma dei valori in ADU dei pixel dell'anello, calcolare la **mediana e l'rms**, togliere i pixel i cui valori di allontanano dalla mediana piu' di **3*rms**, ricalcolare poi la mediana. AnsPhotometry usa come soglia **2*rms**. Algoritmi piu' sofisticati smussano l'istogramma, producono un'assieme statisticamente significativo e ne calcolano la media.

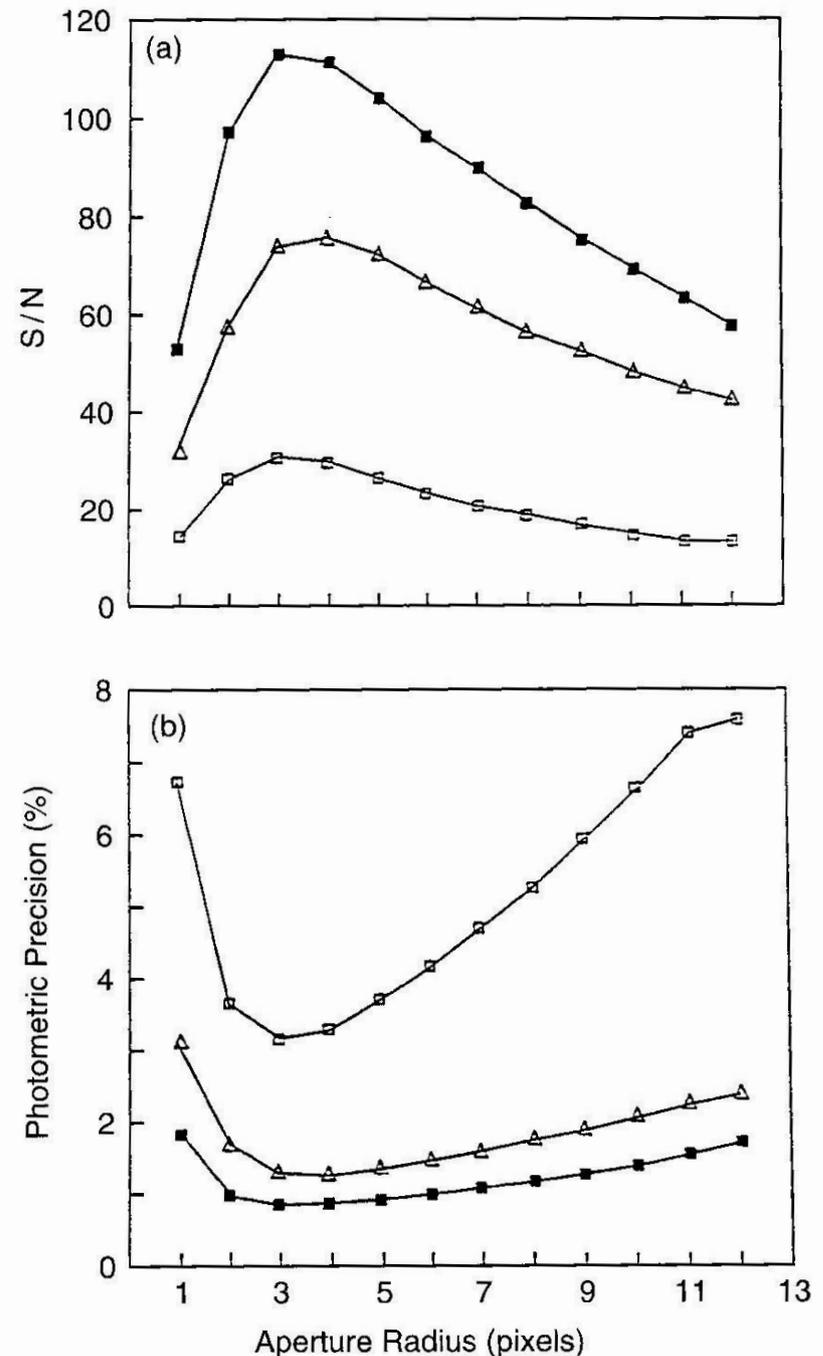
I valori di Radius, Anulus, DAnulus

- Utilizzando un raggio pari a $3 \times \text{Fwhm}$, si raccoglie praticamente il 100% del flusso luminoso. Ma non e' l'opzione migliore. Risulta empiricamente, e si dimostra matematicamente, che esiste un raggio di apertura che fornisce il miglior rapporto S/N. Generalmente e' attorno a 1 Fwhm, ma ha un andamento leggermente dipendente dalla brillantezza della stella.
- Con tale raggio di raccoglie solo una parte del segnale: se si fa fotometria assoluta, occorre poi correggere la magnitudine per tenere conto della parte mancante del segnale, e tale correzione risulta essere dipendente dalla brillantezza della stella; occorre costruire una tabella correzione.
- Facendo fotometria differenziale, prendendo lo stesso raggio per tutte le stelle di un singolo frame, assumendo che la PSF sia la stessa in tutto il campo, non e' necessario correggere i valori ottenuti in funzione della brillantezza.
- Si puo' decidere di usare il **raggio piu' adatto alle stelle piu' deboli**, oppure di cercare il **raggio migliore per l'insieme di stelle in esame** (AnsPhotometry prevede tale possibilita').



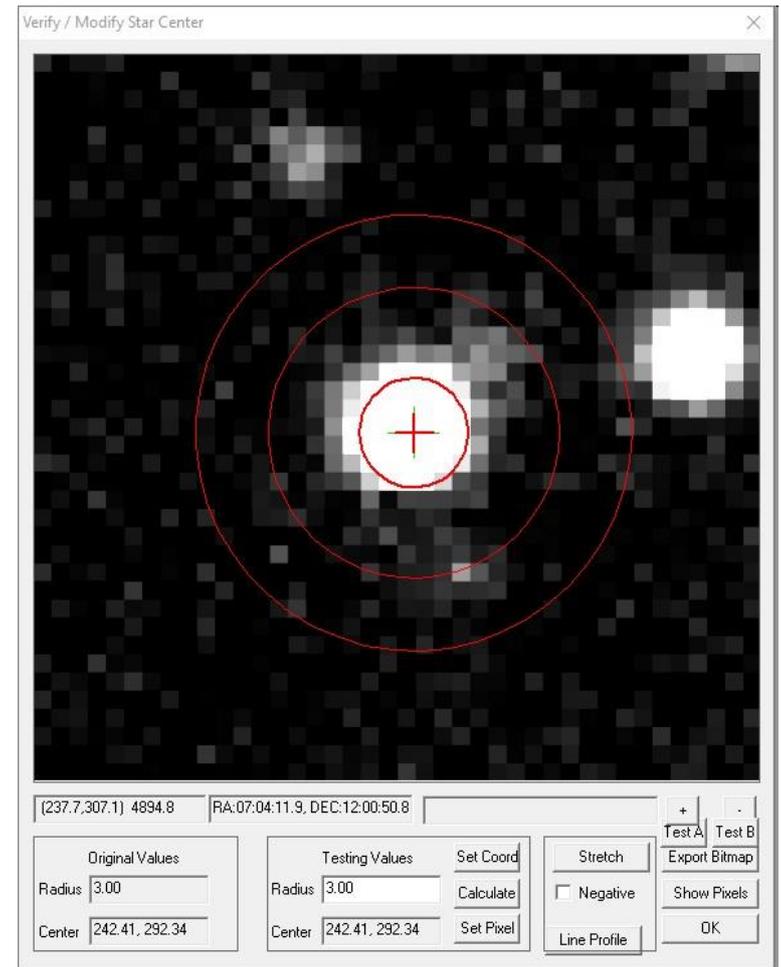
I valori di Radius, Anulus, DAnulus

- Facendo fotometria differenziale, prendendo lo stesso raggio per tutte le stelle di un singolo frame, assumendo che la PSF sia la stessa in tutto il campo, non e' necessario correggere i valori ottenuti in funzione della brillantezza.
- Si puo' decidere di usare il **raggio piu' adatto alle stelle piu' deboli**, oppure di cercare il **raggio migliore per l'insieme di stelle in esame** (AnsPhotometry prevede tale possibilita').



Anulus e DAnulus

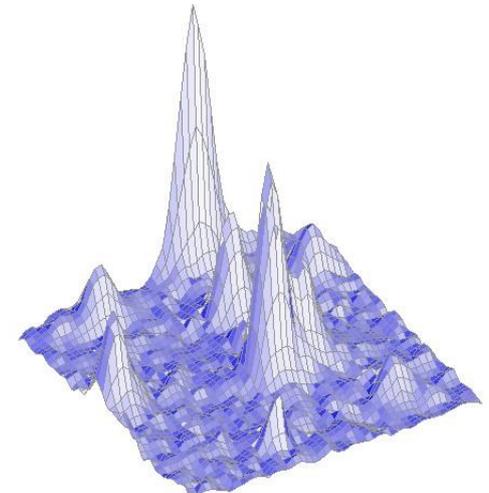
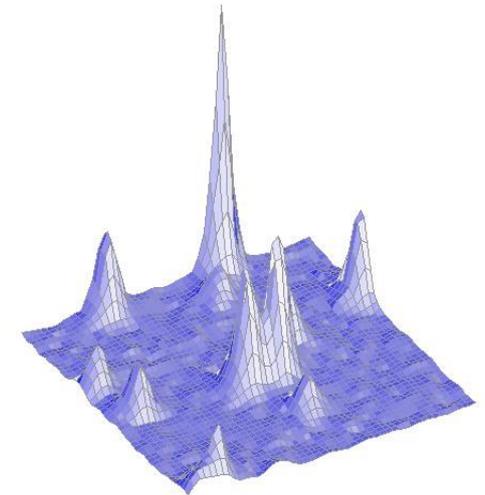
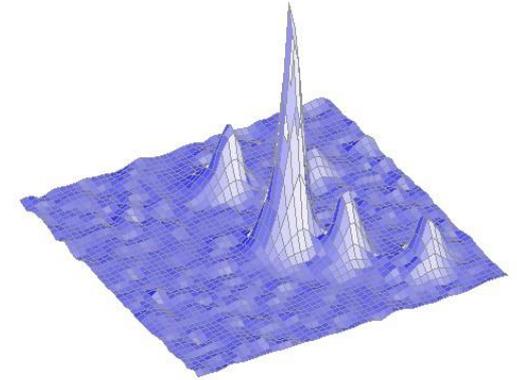
- I valori di Anulus e Danulus sono meno delicati, sperimentalmente si osserva un andamento abbastanza piatto del rapporto S/N rispetto alla loro variazione.
- Occorre comunque calcolare in modo corretto il fondo cielo: pertanto il numero di pixel di fondo cielo (e quindi di Danulus) deve essere adeguato (**>200**), e il bordo interno dell'anello dovrebbe essere preso a partire da dove il segnale dalla stella e' azzerato (**3 Fwm**)
- E' per tale ragione che esiste un **gap** tra il raggio e l'anello



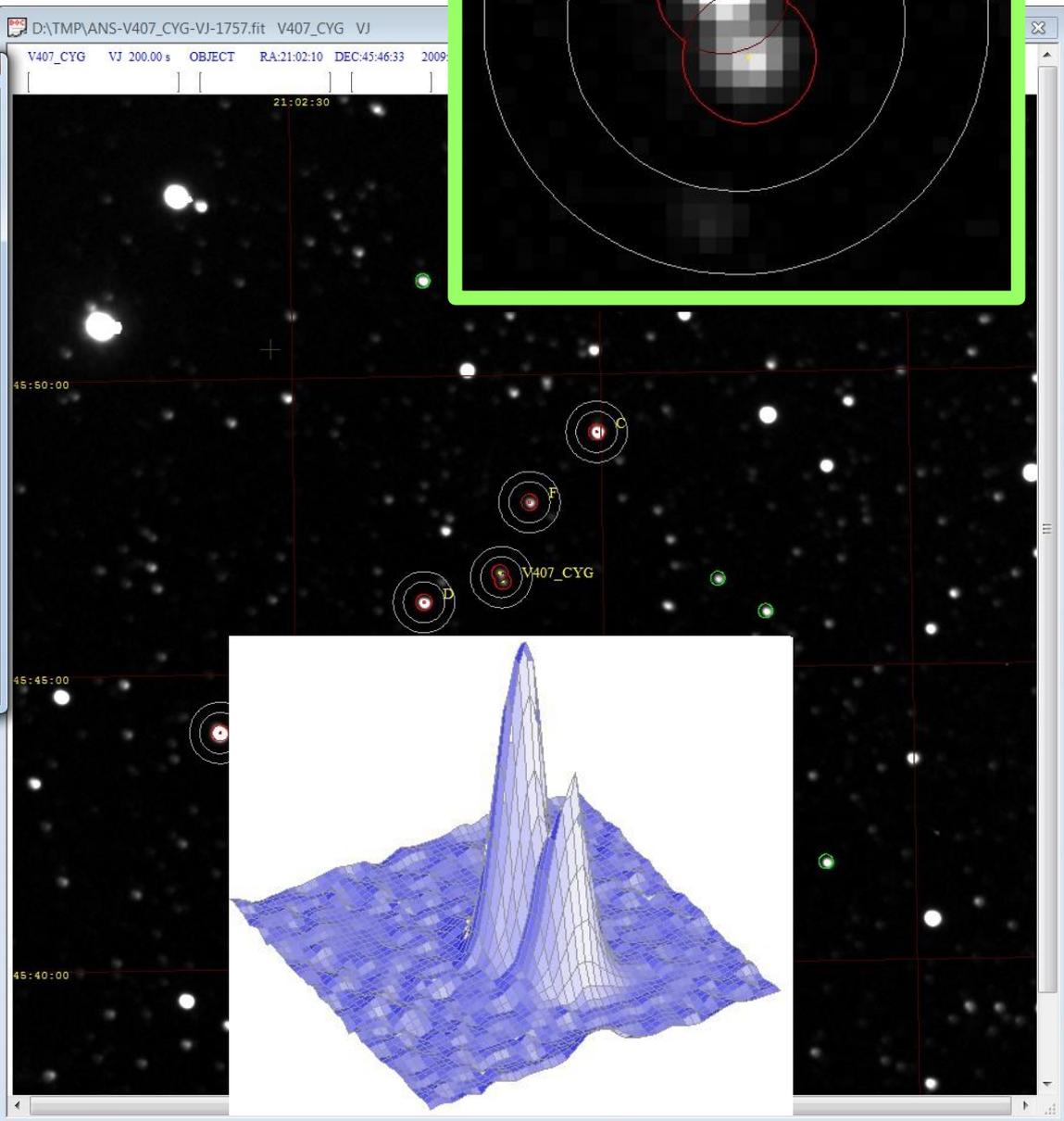
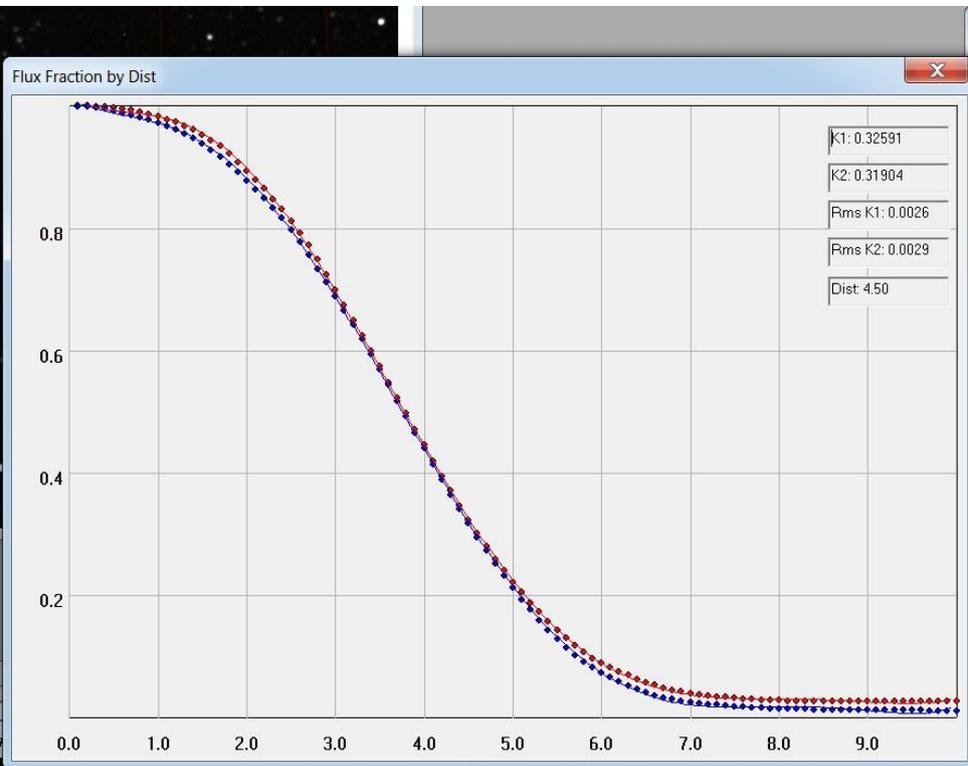
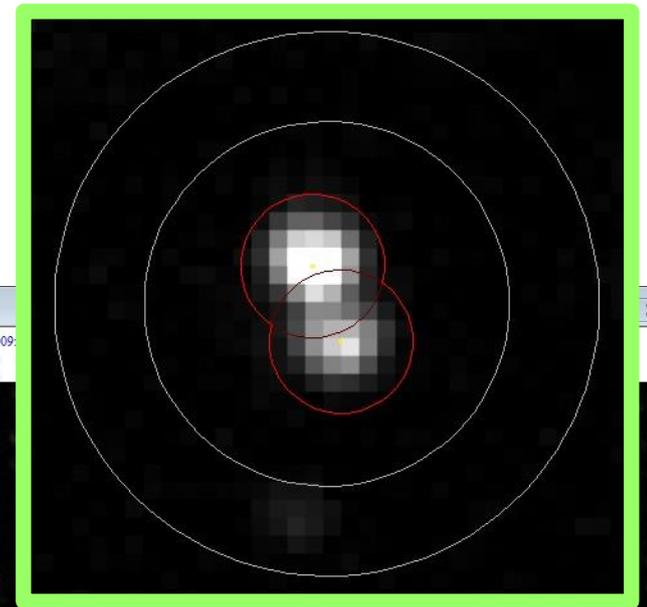
Si ritiene che il fondo cielo sia valutato adeguatamente quando l'anello copre un'area di almeno **200 pixel**

PSF o Point Spread Function Photometry

- **In campi affollati** le stelle possono essere così vicine che il flusso luminoso di una si sovrappone in almeno alcuni pixel a quello di una o più altre. In tale situazione la fotometria di apertura è inefficace. Per evitare errori significativi di misura, occorre che le stelle prossime a quella in esame siano **almeno 5 magnitudini più deboli** di quella osservata.
- Tipico è il caso di una nova, che misurata correttamente al massimo, nella sua discesa arriva a mostrare nei suoi pressi una compagna prima non visibile, che risulta magari a un certo punto essere più brillante della nova stessa.
- L'unico approccio adottabile è allora la **PSF Photometry**, che permette di separare il flusso luminoso delle due (o più) stelle).
- Il principio: si costruisce la forma (analitica o empirica) della PSF, si interpolano tutti i pixel delle stelle su tale forma in modo da ottenere il fattore di scala (ovvero la magnitudine strumentale); si sottrae dall'immagine tutte le "forme" così scalate.
- L'immagine risultante non sarà nulla, ma mostrerà altri punti luminosi (più deboli dei precedenti) che vengono a loro volta fittati sulla PSF e sottratti.



PSF in AnsPhotometry : il Bagigio



PSF a bagigio: in AnsPhotometry:

- Si definisce la variabile come “**doppia**” ;
- Si selezionano in tutto il campo alcune stelle con **buon rapporto S/N e ben isolate** ;
- AnsPhotometry calcola per un assieme di distanze **d** la parte di flusso che entra nell'intersezione tra due cerchi distanti **d**, **nella stessa direzione** che hanno le due compagne ;
- E **fitta** i valori ottenuti con una curva polinomiale;
- Infine effettua l'usuale fotometria di **apertura sui due cerchi** centrati sulle due stelle in blending ;
- Applica i coefficienti che derivano la curva ottenuta per **attribuire la parte corretta di flusso** ad ognuna delle due stelle;

L'errore nella misura: il rapporto S/N

Il segnale S e' dato dal numero di fotoelettroni conteggiati

Il rumore N e' costituito da varie componenti:

- Il rumore **poissoniano** associato al segnale: \sqrt{S}
- Il rumore associato ai conteggi del **fondo cielo**: $n_{\text{pix}} * N_B$
- Il rumore associato alla **Dark Current**: $n_{\text{pix}} * N_D$
- Il rumore associato al **ReadOutNoise** : $n_{\text{pix}} * N_R^2$

Quindi :

$$S/N = S / \sqrt{ [S + n_{\text{pix}} (N_B + N_D + N_R^2)] }$$

S/N : una formulazione piu' precisa

In caso di elevato segnale di fondo cielo, di sorgenti deboli, di elevato Gain G della CCD, di cattivo campionamento, occorre tenere conto degli effetti di una cattiva stima del **livello di background** e dell'errore di **digitalizzazione nell'ADC converter**:

$$S/N = S / \sqrt{ [S + n_{\text{pix}} (1 + n_{\text{pix}}/n_B) (N_B + N_D + N_R^2 + G^2 \sigma_f^2)] }$$

Dove l'1 sigma error dell'ADC σ_f vale 0.289. e G e' il Gain della CCD

I conteggi crescono linearmente col tempo. Si puo' dimostrare che in prima approssimazione il rapporto S/N ha un andamento proporzionale alla radice quadrata del tempo di esposizione

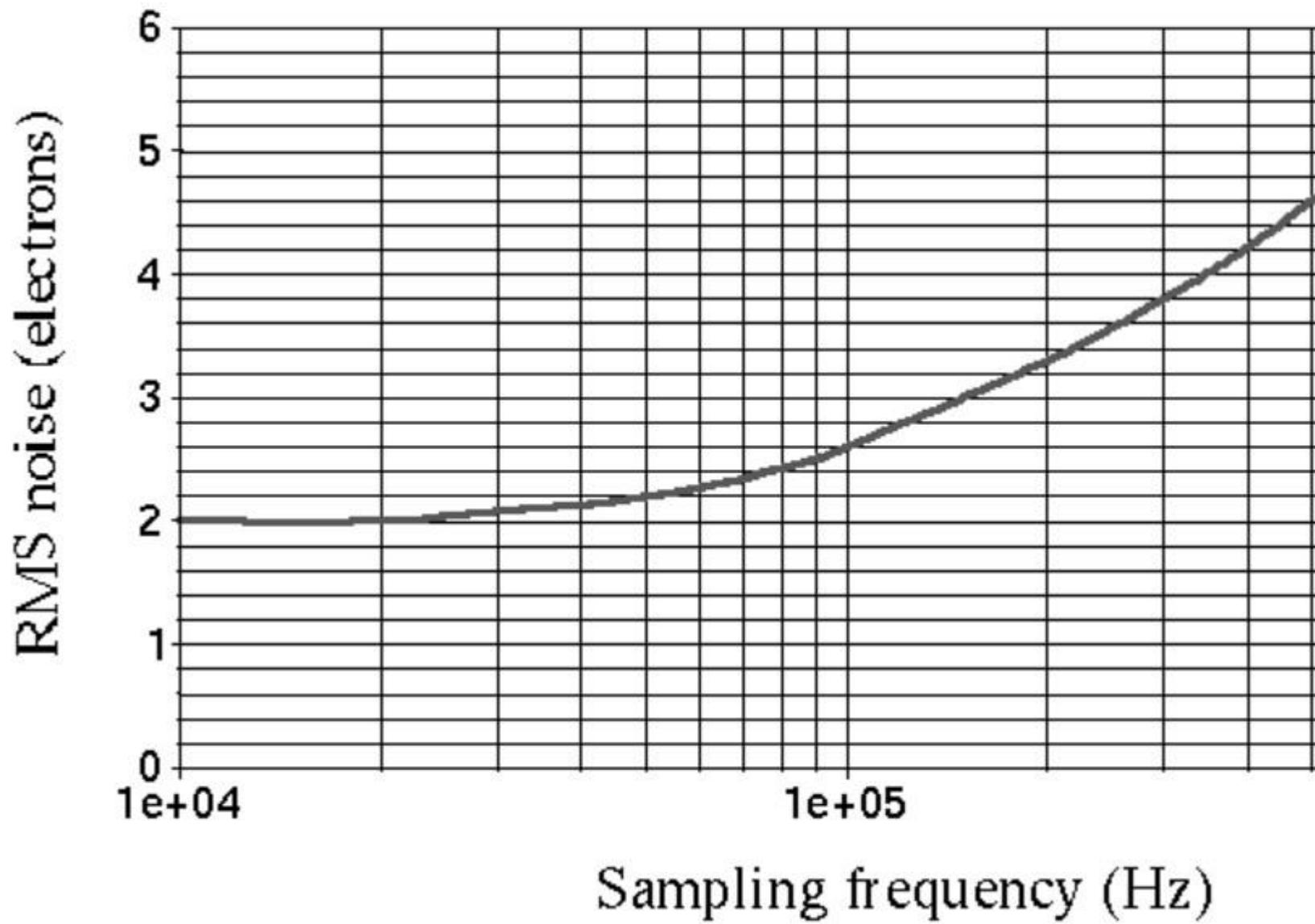
$$S/N \approx K \sqrt{T_{\text{exp}}}$$

L'1 sigma errore nella magnitudine strumentale di una sorgente e' dato da:

$$\sigma_{\text{magnitudine}} = 1.0857 / (S/N)$$

Questo e' **solo l'errore sulla mag. strumentale** di una sorgente, non l'errore finale sulla magnitudine nel sistema standard.

ReadOutNoise in funzione della velocita' di lettura



Dalle magnitudini strumentali alle magnitudini in un **sistema standard**

- Un sistema standard e' definito da un **detector**, da un assieme di **filtri**, e da un assieme di **stelle di riferimento**
- A partire dalle stelle di riferimento (**standard primarie**) si possono costruire assiami di stelle di riferimento locali vicine alla variabile (standard secondarie)
- Le standard secondarie vengono usate per calcolare la **trasformazione dalle magnitudini strumentali (sistema locale istantaneo) al sistema standard secondario**
- Esistono molti sistemi standard, a banda larga, media, stretta. Noi ci concentreremo sui sistemi a banda larga, in particolare sul sistema **U,B,V,Rc,lc di Johnson Cousin**
- **Il sistema U,B,V,Rc,lc e' strettamente legato alla classificazione spettrografica**

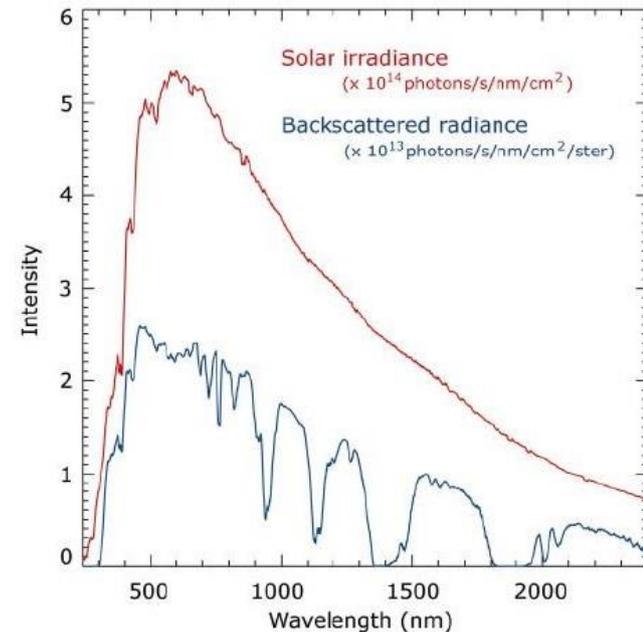
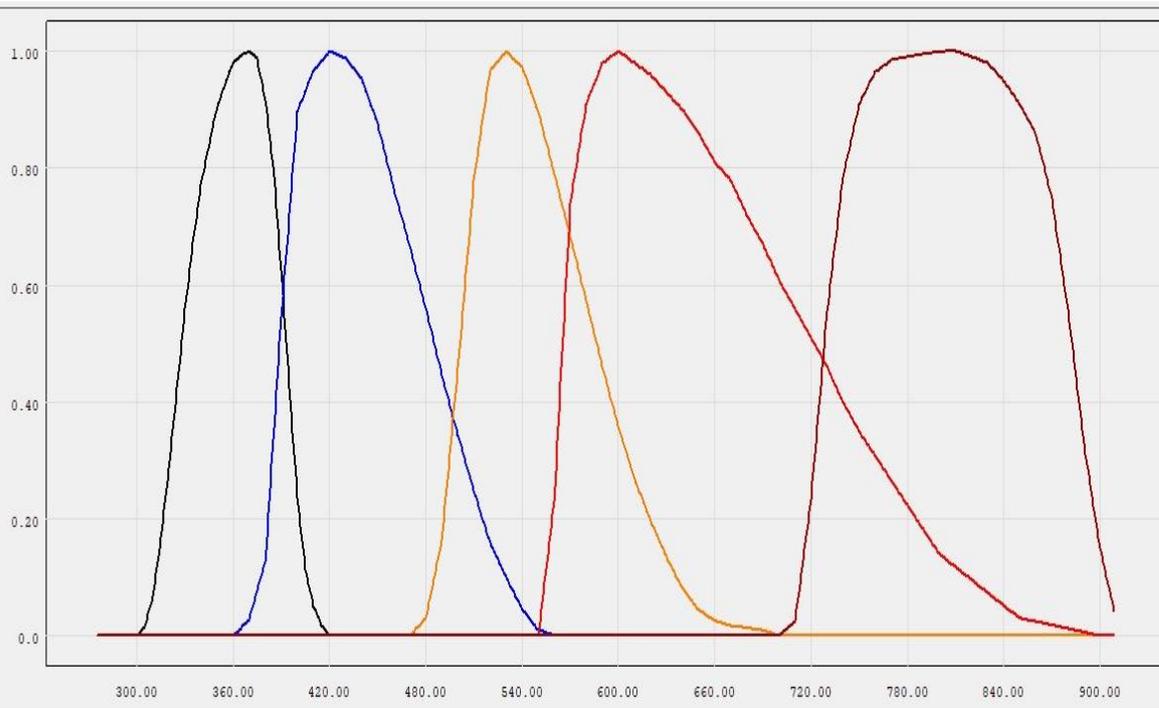
- Le magnitudini strumentali hanno una ovvia dipendenza dalla massa d'aria, e una dipendenza dal colore dell'oggetto osservato. In prima approssimazione si possono considerare i termini di ordine 0 e 1 di tali dipendenze, ovvero considerare la parte lineare.
- Essendo a banda larga, i coefficienti di estinzione primaria e secondaria (dipendenza dal colore) k' e k'' possono non essere nulli; ovvero, la trasformazione dal sistema locale al sistema standard presenta una dipendenza dalla massa d'aria e dal colore della stella osservata;

$$M_0 = M - k X ;$$

$$k = k' + k'' (B-V) ;$$

$$M_0 = M - k' X - k'' X (B-V)$$

- La dipendenza dalla massa d'aria e' evidente a tutti noi; la dipendenza dal colore dipende dal fatto che, essendo la risposta del sistema strumentale dipendente dalla lunghezza d'onda, ed essendo le bande larghe alcune centinaia di nanometri, una variazione di colore della stella implica una variazione di lunghezza d'onda efficace, e quindi di risposta

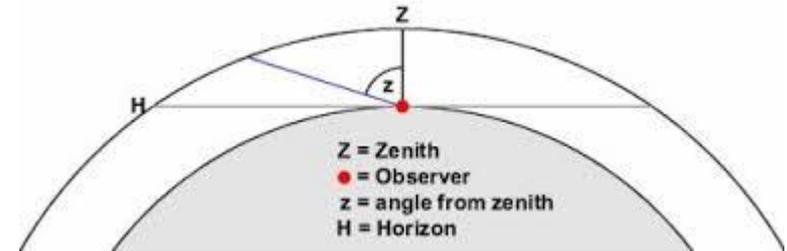


The solar irradiance spectrum (red) and Earth radiance spectrum (blue) with a shape modified by absorption of trace gases and scattering in the atmosphere. (graphics: IUP-IFE, University of Bremen)

Air Mass

La trasformazione dal sistema locale istantaneo al sistema standard richiede la conoscenza della **massa d'aria al momento dell'osservazione**. La massa d'aria X e' la massa d'aria attraversata dal fascio luminoso in unita' per le quali la massa d'aria di una stella allo zenit e' pari a 1.

Esistono varie formule, di diversa accuratezza. Quella adottata in ANS ha una accuratezza pari a 0.1 % fino a $X = 6.8$ (10° sull'orizzonte)



$X = \sec z$. Modello Piano-parallelo

$$X = \frac{1}{\sin(h + 244/(165 + 47h^{1.1}))}$$

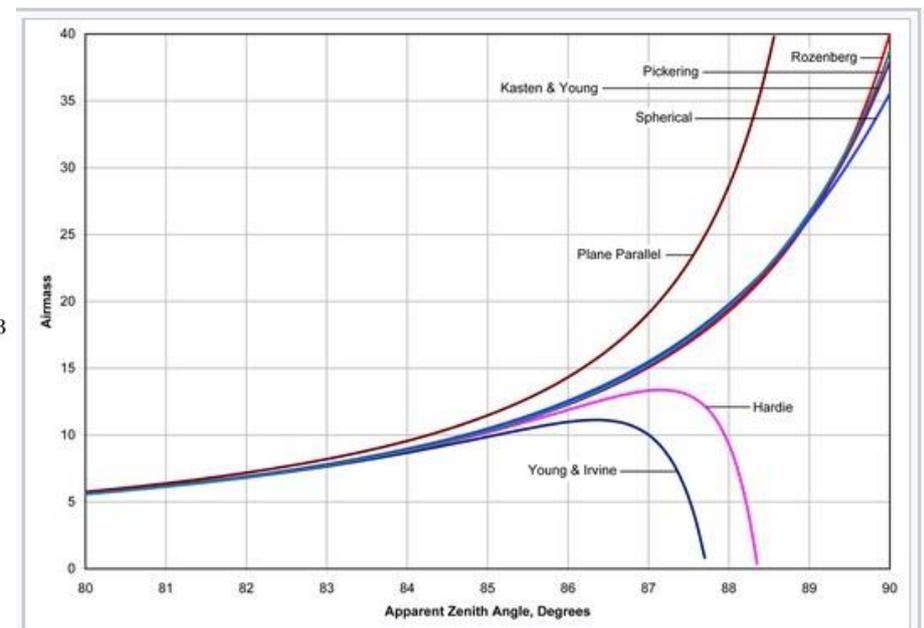
$$X = \sec z_t [1 - 0.0012 (\sec^2 z_t - 1)]$$

Usata da ANS:

$$X = \sec z - 0.0018167 (\sec z - 1) - 0.002875 (\sec z - 1)^2 - 0.0008083 (\sec z - 1)^3$$

$$X = \frac{1.002432 \cos^2 z_t + 0.148386 \cos z_t + 0.0096467}{\cos^3 z_t + 0.149864 \cos^2 z_t + 0.0102963 \cos z_t + 0.000303978}$$

$$X = \frac{1}{\cos z + 0.50572 (6.07995^\circ + 90^\circ - z)^{-1.6364}}$$



Plots of air mass using various formulas.



La trasformazione al sistema standard

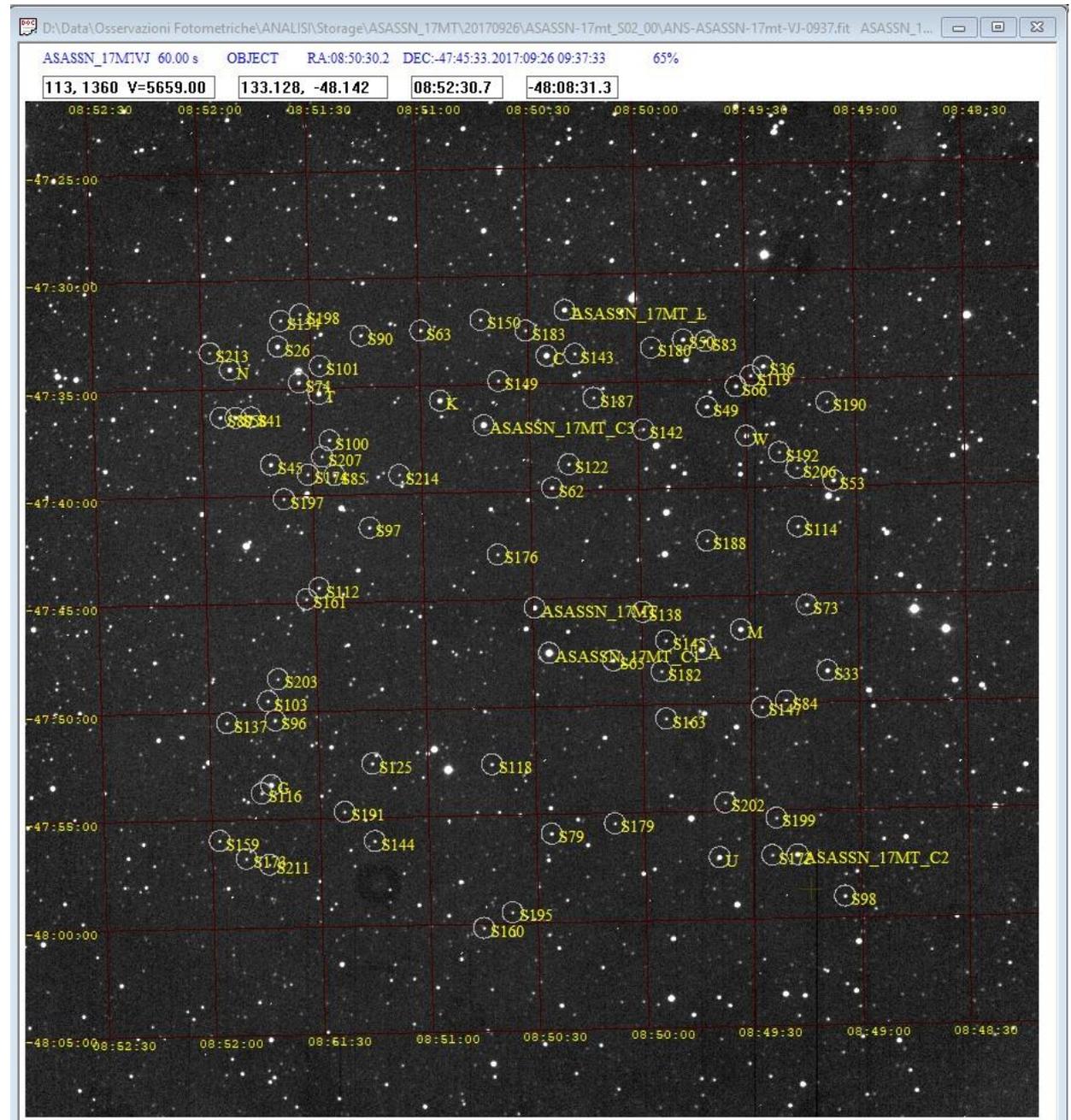
Per trasformare le magnitudini dal sistema locale al sistema standard occorre conoscere le relazioni di trasformazione valide all'istante dell'osservazione.

Se di una assieme di stelle conosco, oltre alle magnitudini strumentali ricavate dall'immagine, anche le magnitudini standard posso ricavare le relazioni di trasformazione.

Un tale assieme di stelle e' denominato "sequenza fotometrica", e di fatto costituisce assieme al setup strumentale un sistema fotometrico secondario.

Noi troveremo le trasformazioni dal sistema locale a tale sistema fotometrico, che pertanto si desidera sia il piu' possibile vicino a quello primario.

Va da se' che per una data variabile la sequenza o sistema fotometrico secondario non deve mai essere cambiato.



Le equazioni generali delle trasformazioni da sistema locale a sistema standard :

$$\varepsilon (B-V) - k'_v X - k''_v (b-v) X - V + \zeta_v = 0$$

$$\mu_{bv} (b-v) - \mu_{bv} k'_{bv} X - \mu_{bv} k''_{bv} (b-v)X + \zeta_{bv} - (B-V) = 0$$

$$\mu_{vr} (v-r) - \mu_{vr} k'_{vr} X - \mu_{vr} k''_{vr} (v-r)X + \zeta_{vr} - (V-R) = 0$$

$$\mu_{ri} (r-i) - \mu_{ri} k'_{ri} X - \mu_{ri} k''_{ri} (r-i)X + \zeta_{ri} - (R-I) = 0$$

$$\mu_{vi} (v-i) - \mu_{vi} k'_{vi} X - \mu_{vi} k''_{vi} (v-i)X + \zeta_{vi} - (V-I) = 0$$

Con qualche rimaneggiamento si possono riscrivere così:

$$M_{std} - m_{instr} = a_m I_{instr} +$$

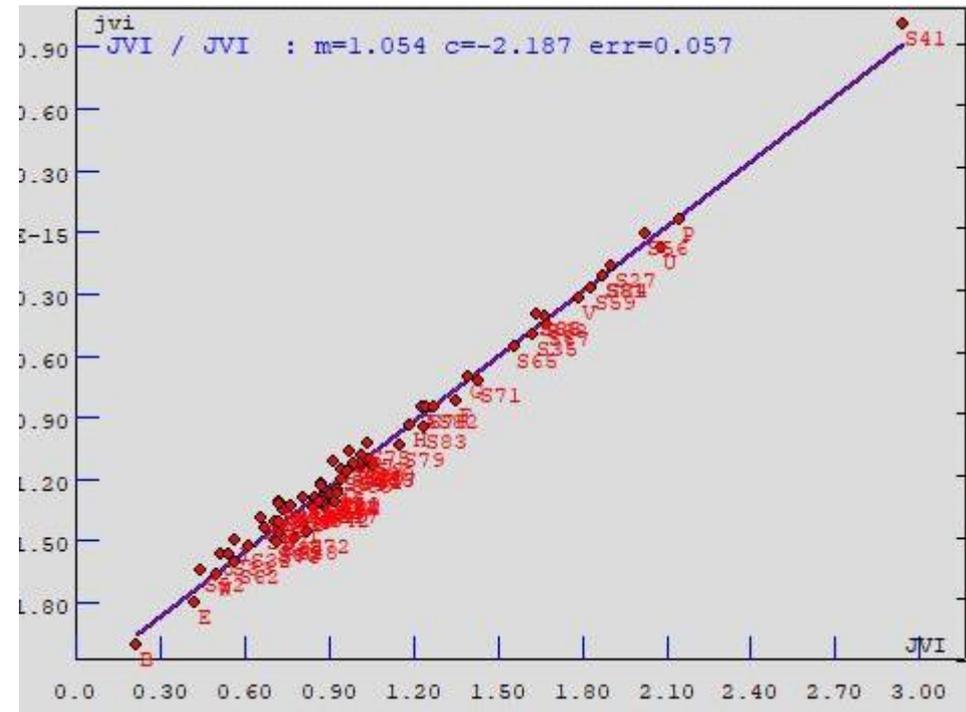
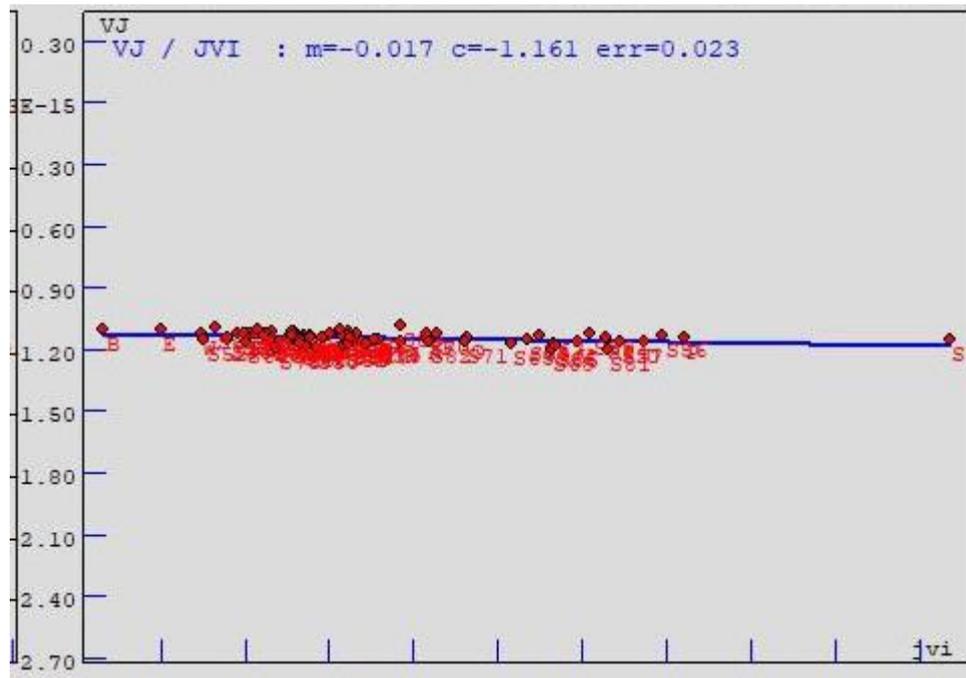
$$b_m$$

$$I_{std} = a_c I_{instr} + b_c$$

L'indice di colore I_{instr} e la differenza $M_{std} - m_{instr}$ dipendono dall'indice di colore in modo lineare: disponendo i punti in un grafico si ottengono delle **rette**.

dove i coefficienti a_m , b_m , a_c , b_c si possono determinare a partire dalle stelle di sequenza presenti nell'immagine, per le quali i valori di magnitudine standard sono noti da tabella, e i valori di magnitudine strumentali sono ricavati dall'immagine come abbiamo spiegato in precedenza. Come ?

Come calcolare i coefficienti a_m , b_m , a_c , b_c a partire dalle immagini, ovvero dai valori strumentali e standard delle stelle di sequenza ?



Risolvendo i sistemi lineari sovradeterminati a due incognite (a , b) ed n determinazioni ($n =$ numero stelle di sequenza, ≥ 2), ovvero trovano le rette che fittano al meglio (ai minimi quadrati) come mostrato nei grafici sopra per le bande V e I.

Seguendo la convenzione usuale per cui le lettere maiuscole indicano la magnitudine standard, e quelle minuscole la magnitudine strumentale:

- il grafico a sinistra mostra $(V-v)$ in ordinata come funzione di $(v-i)$ (ascissa);
- il grafico a destra mostra $(v-i)$ in ordinata come funzione di $(V-I)$ (ascissa);

Il valore finale

A questo, noti a_m , b_m , a_c , b_c , con dalla magnitudine e colore strumentale e' immediato ricavare magnitudine e colore standard:

- $M_{\text{std}} = m_{\text{instr}} + a_m I_{\text{instr}} + b_m$
- $I_{\text{std}} = a_c I_{\text{instr}} + b_c$

C'e' di piu': la soluzione ai minimi quadrati fornisce anche l' rms_y delle differenze tra i valori in ordinata per le stelle di sequenza e la retta; e il valore

- $Err_{\text{seq}} = rms_y / \sqrt{n}$

Si ha pertanto anche una **stima dell'errore associato alle misure sulla sequenza delle standard**. Tale errore va sommato quadraticamente all'errore calcolato sulla misura della variabile.

La stima dell'errore (TEB) e il rapporto in AnsPhotometry

AnsPhotometry calcola la somma quadratica dell'errore dovuto al calcolo della trasformazione con la sequenza piu' l'errore sulla variabile (poissoniano piu' tutti gli altri contributi, read out noise, fondo cielo, ADC conversion, ecc...).

Si e' chiamato tale valore globale Total Error Budget (TEB), ed e' :

$$\text{TEB} = \sqrt{(\text{Err}_{\text{seq}}^2 + \sigma_{\text{magnitudine}}^2)}$$

Come regola generale, almeno per stelle non eccessivamente deboli, si ha come obiettivo un **TEB < 0.012 mag.**

```
#:C0 File: R2100_ASASSN_17HX_20170624_0334.txt
#:C1 AnsPhotometry Version: AnsPhotometry 12.0.5.1
#:C2 Creation time: 2017-07-02 09:09:26
#:C3 Email: andrea.frigo@afsofting.it
#:C5 Version of Ans Report Format: 4.2
#:C6 VARIABLE COORDS on filter BJ: 18:31:45.9 -14:18:55.8
#:C8 PHOTOMETRY: Aperture - standard
#:C9 Sky status : K0 Unknown
#:C12 Observatory: ROAD
#:C21 Sequence Name: ASASSN_17HX
```

Rapporto semplificato : quello integrale contiene 100 colonne

```
#:C11 1 2 3 4 5 6 7 8 9 10 11 12 13 14 15 16
#:C10 Star ID HJD Date Expos Imgs Com Reg Pix Out OD Fit FD Mag Err TEB
ASASSN_17HX 2100 2457928.57289 20170624.073 135.0 3 SUM Y Y BJ 62 JBV 623 13.128 0.005 0.008
ASASSN_17HX 2100 2457928.57020 20170624.070 90.0 3 SUM Y Y VJ 63 JVI 635 12.391 0.004 0.005
ASASSN_17HX 2100 2457928.57138 20170624.071 90.0 3 SUM Y Y IJ 65 JVI 635 11.225 0.004 0.006
ASASSN_17HX 2100 2457928.57154 20170624.072 225.0 6 SUM Y Y JBV 623 JBV 623 0.718 0.005 0.007
ASASSN_17HX 2100 2457928.57079 20170624.071 180.0 6 SUM Y Y JVI 635 JVI 635 1.185 0.004 0.007
#:C99
```

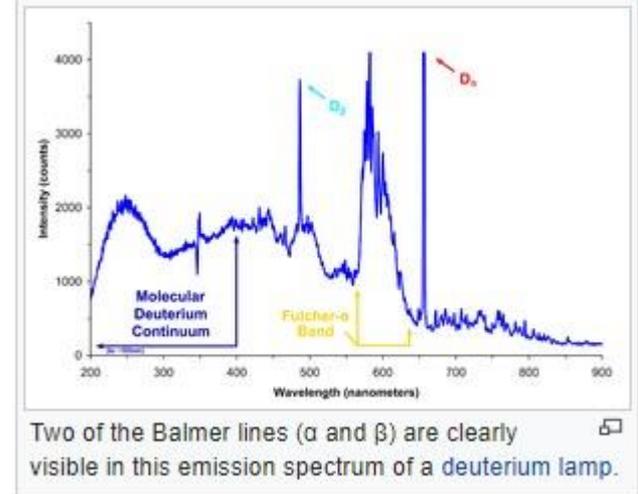
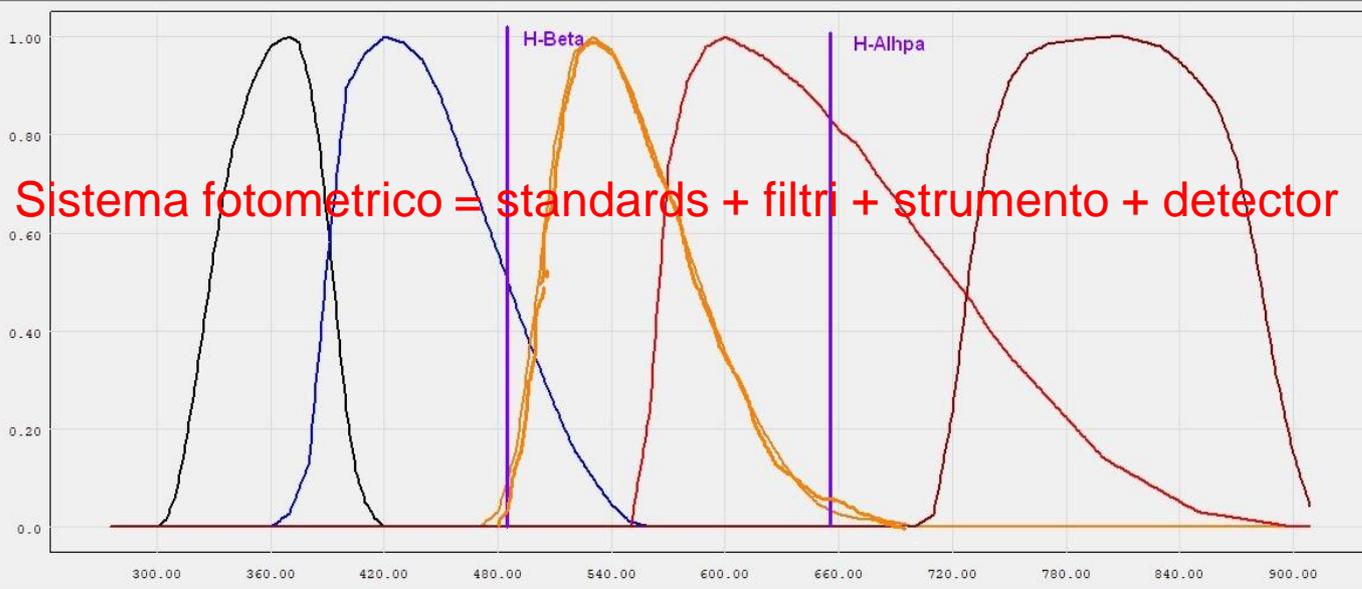
#	Campo	Tipo	Collation	Attributi	Null	Predefinito	Extra	Azione
1	ReportId	int(11)			No	0		Più ▼
2	Star	varchar(20)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
3	AnsID	int(11)			Si	NULL		Più ▼
4	HJD	double			Si	NULL		Più ▼
5	Date	varchar(16)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
6	Expos	float			Si	NULL		Più ▼
7	Ings	int(11)			Si	NULL		Più ▼
8	Com	varchar(8)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
9	Reg	varchar(2)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
10	Pix	varchar(2)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
11	TOut	varchar(6)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
12	OD	int(11)			No	0		Più ▼
13	Fit	varchar(6)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
14	FD	int(11)			Si	NULL		Più ▼
15	Mag	float			Si	NULL		Più ▼
16	Err	float			Si	NULL		Più ▼
17	TEB	float			Si	NULL		Più ▼
18	SN	float			Si	NULL		Più ▼
19	Flux	float			Si	NULL		Più ▼
20	ZPT	float			Si	NULL		Più ▼
21	Slope	float			Si	NULL		Più ▼
22	SErr	float			Si	NULL		Più ▼
23	Sigma	float			Si	NULL		Più ▼
24	N	int(11)			Si	NULL		Più ▼
25	Stars	int(11)			Si	NULL		Più ▼
26	MinSN	float			Si	NULL		Più ▼
27	Bright	float			Si	NULL		Più ▼
28	Faint	float			Si	NULL		Più ▼
29	AirMs	float			Si	NULL		Più ▼
30	FwAvgA	float			Si	NULL		Più ▼
31	FwRmsA	float			Si	NULL		Più ▼
32	FwVarA	float			Si	NULL		Più ▼
33	FwAvgp	float			Si	NULL		Più ▼
34	FwRmsp	float			Si	NULL		Più ▼
35	FwVarp	float			Si	NULL		Più ▼
36	Radius	float			Si	NULL		Più ▼
37	Anulus	float			Si	NULL		Più ▼
38	DAnul	float			Si	NULL		Più ▼
39	Rc	char(2)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
40	EllAvg	float			Si	NULL		Più ▼
41	EllRms	float			Si	NULL		Più ▼
42	EllVar	float			Si	NULL		Più ▼
43	AngAvg	float			Si	NULL		Più ▼
44	AngRms	float			Si	NULL		Più ▼
45	AngVar	float			Si	NULL		Più ▼
46	M2Avg	float			Si	NULL		Più ▼
47	M2Rms	float			Si	NULL		Più ▼
48	M2Var	float			Si	NULL		Più ▼
49	SkAvg	float			Si	NULL		Più ▼
50	SkRms	float			Si	NULL		Più ▼
51	SkVar	float			Si	NULL		Più ▼
52	KuAvg	float			Si	NULL		Più ▼
53	KuRms	float			Si	NULL		Più ▼
54	KuVar	float			Si	NULL		Più ▼
55	SbLev	float			Si	NULL		Più ▼

**ZPT, Slope
Air Mass
N, Stars
Min SN
Fwhm
R,A,Da
Ell, Ang
Sky
Moon
Bias, Dark, Falt**

55	SbLev	float			Si	NULL		Più ▼
56	SbAvg	float			Si	NULL		Più ▼
57	SbRms	float			Si	NULL		Più ▼
58	SbVar	float			Si	NULL		Più ▼
59	SbVErr	float			Si	NULL		Più ▼
60	PeakF	float			Si	NULL		Più ▼
61	PeakB	float			Si	NULL		Più ▼
62	PeakV	float			Si	NULL		Più ▼
63	Bin	varchar(6)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
64	FWC	float			Si	NULL		Più ▼
65	Gain	float			Si	NULL		Più ▼
66	ADC	int(11)			Si	NULL		Più ▼
67	DAvg	float			Si	NULL		Più ▼
68	DCcd	float			Si	NULL		Più ▼
69	MH	float			Si	NULL		Più ▼
70	MP	float			Si	NULL		Più ▼
71	MSD	float			Si	NULL		Più ▼
72	Arms	float			Si	NULL		Più ▼
73	Vign1	float			Si	NULL		Più ▼
74	Vign2	float			Si	NULL		Più ▼
75	FlLev	float			Si	NULL		Più ▼
76	FN	float			Si	NULL		Più ▼
77	FDelay	float			Si	NULL		Più ▼
78	FDust	float			Si	NULL		Più ▼
79	FQual	float			Si	NULL		Più ▼
80	PrSum	float			Si	NULL		Più ▼
81	PrMax	float			Si	NULL		Più ▼
82	ITemp	float			Si	NULL		Più ▼
83	DTemp	float			Si	NULL		Più ▼
84	BadV	float			Si	NULL		Più ▼
85	BadC	float			Si	NULL		Più ▼
86	NcB	float			Si	NULL		Più ▼
87	X	varchar(2)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
88	FT	varchar(2)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
89	F	varchar(2)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
90	ND	int(11)			Si	NULL		Più ▼
91	RMS	float			Si	NULL		Più ▼
92	Cm	varchar(2)	latin1_swedish_ci		Si	NULL		Più ▼
93	Flags	int(11)			Si	NULL		Più ▼
94	DithX	float			Si	NULL		Più ▼
95	DithY	float			Si	NULL		Più ▼
96	DithA	float			Si	NULL		Più ▼
97	FLSN	float			Si	NULL		Più ▼
98	MRon	float			Si	NULL		Più ▼
99	MGain	float			Si	NULL		Più ▼
100	BLev	float			Si	NULL		Più ▼
101	BiasDate	float			Si	NULL		Più ▼
102	Data	datetime			Si	NULL		Più ▼
103	StarId	int(11)			Si	NULL		Più ▼
104	SequenceId	int(11)			Si	NULL		Più ▼
105	Visible	tinyint(4)			Si	NULL		Più ▼
106	Published	tinyint(4)			Si	NULL		Più ▼
107	Reserved	tinyint(4)			Si	NULL		Più ▼

La trasformazione al sistema standard per stelle "nervose"

Sistema fotometrico = standards + filtri + strumento + detector



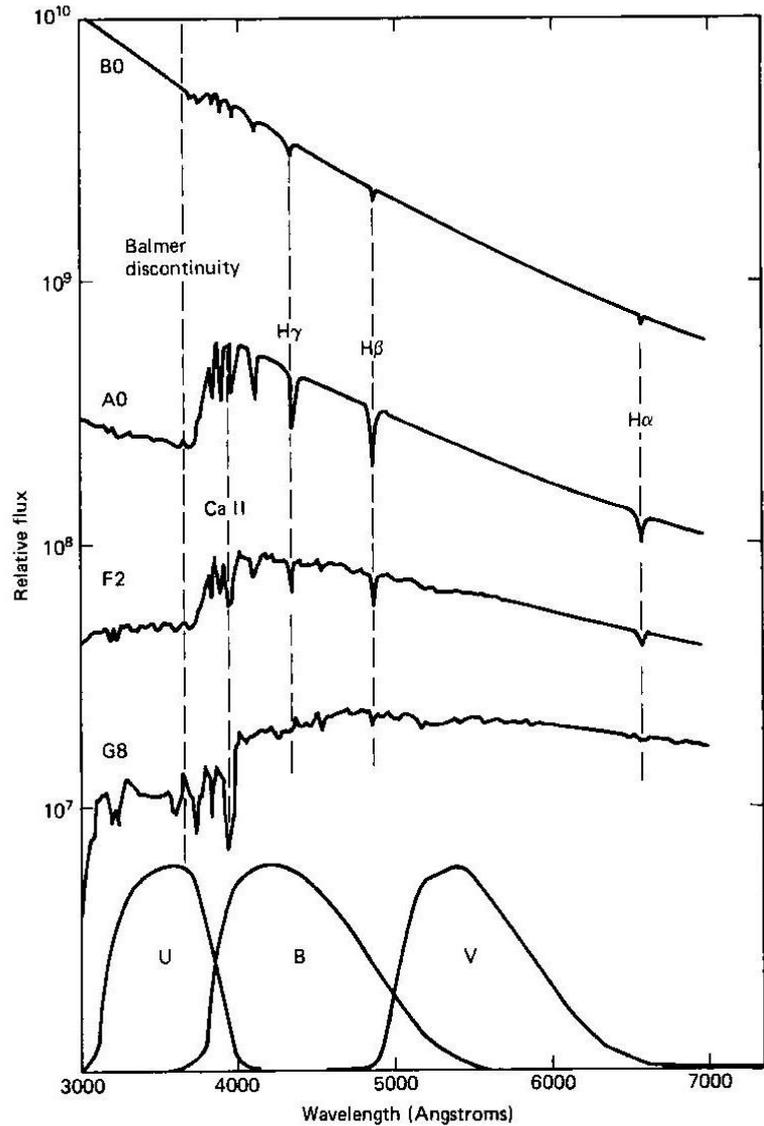
Two of the Balmer lines (α and β) are clearly visible in this emission spectrum of a deuterium lamp.

La trasformazione al sistema standard puo' essere molto buona, ANS raggiunge errori di millesimi. Ma alle volte curve di diversi osservatori si sovrappongono perfettamente per un periodo, e poi divergono. Perche'?

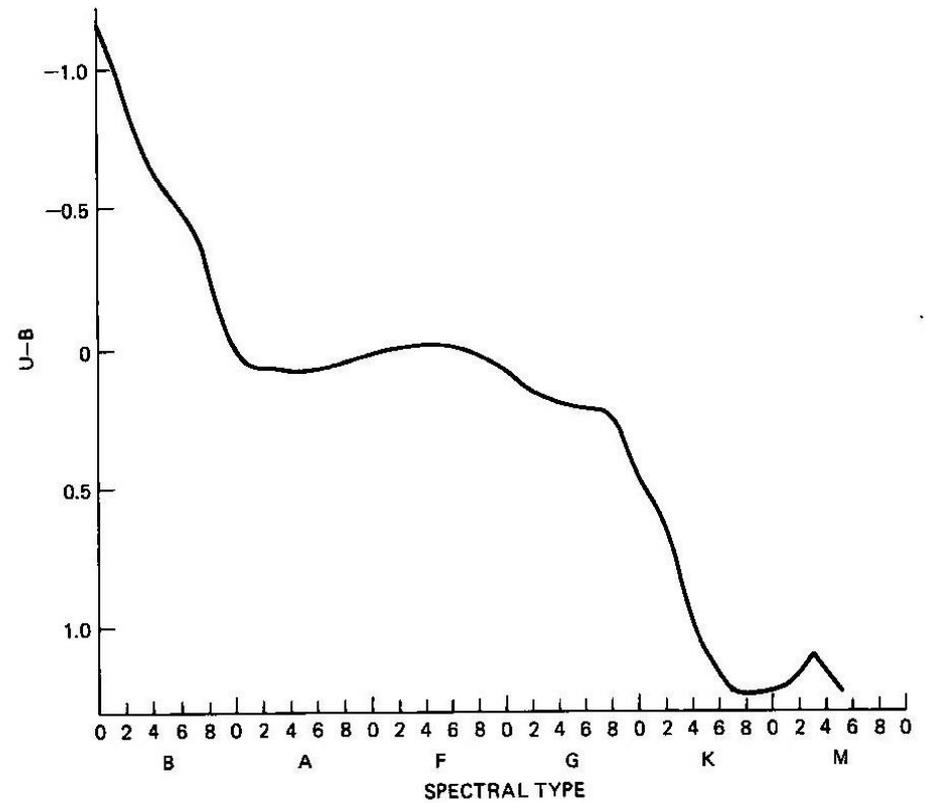
Gli strumenti non sono uguali, in particolare i filtri possono essere sia pure di molto poco diversi nella copertura della banda e nella forma della curva di trasmissivita'.

E se l'oggetto osservato presenta **linee spettrali molto intense** proprio dove i filtri si differenziano, le magnitudini saranno inevitabilmente diverse. Non c'e' modo di trasformare al sistema standard queste magnitudini: di fatto, non e' ben definito il concetto di magnitudine. **Questo accade quando lo spettro e' dominato da singole linee piuttosto che dal continuo.**

Il legame con la classificaione spettrale di Morgan-Keenan



L'indice di colore U-B e' strettamente legato alla "forza" della discontinuita' di Balmer



Spectral Type	B-V	U-B	Temperature
O5	-0,32	-1,15	54000
B0	-0,30	-1,08	29200
B5	-0,16	-0,56	15200
A0	0,00	0,00	9600
A5	0,14	0,11	8310
F0	0,31	0,06	7350
F5	0,43	0,00	6700
G0	0,59	0,11	6050
G5	0,66	0,20	5660
K0	0,82	0,47	5240
K5	1,15	1,03	4400
M0	1,41	1,26	3750
M5	1,61	1,19	3200

- Classe Spettrale
- Classe di luminosita'
- Temperatura
- Indici di colore

Sono tutti valori in relazione l'uno con l'altro

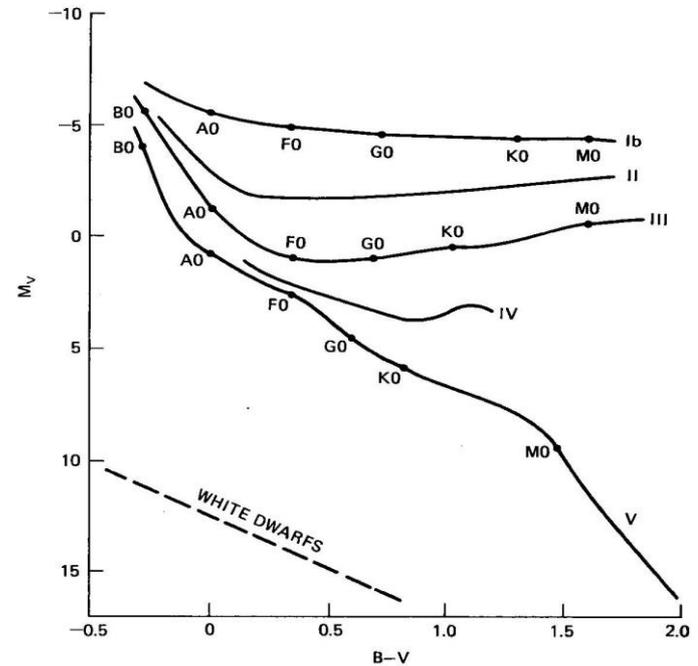
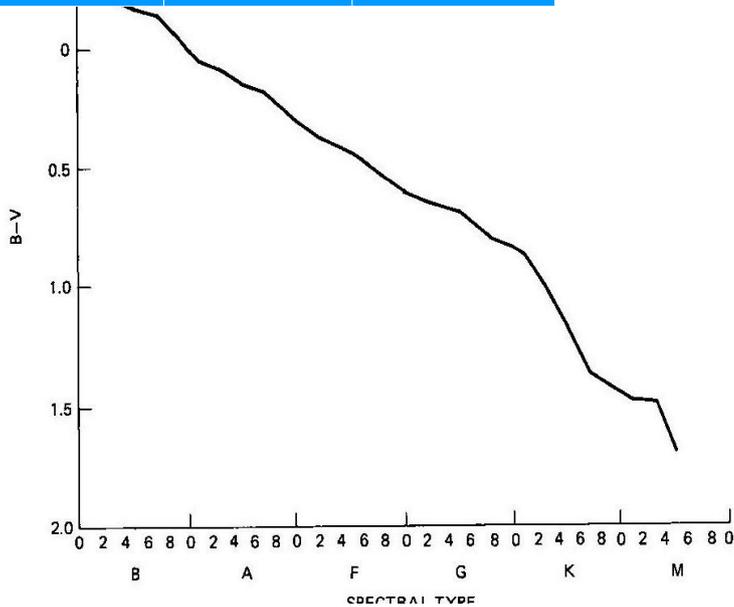
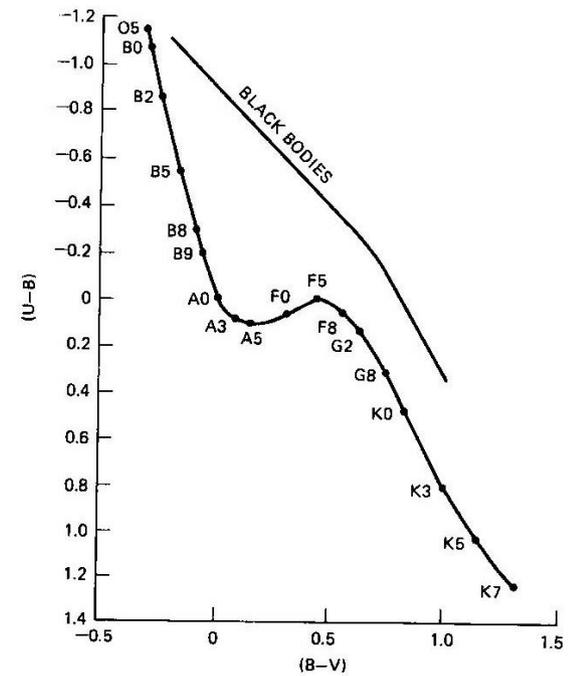


Figure 2.4 The H-R diagram and luminosity classes.

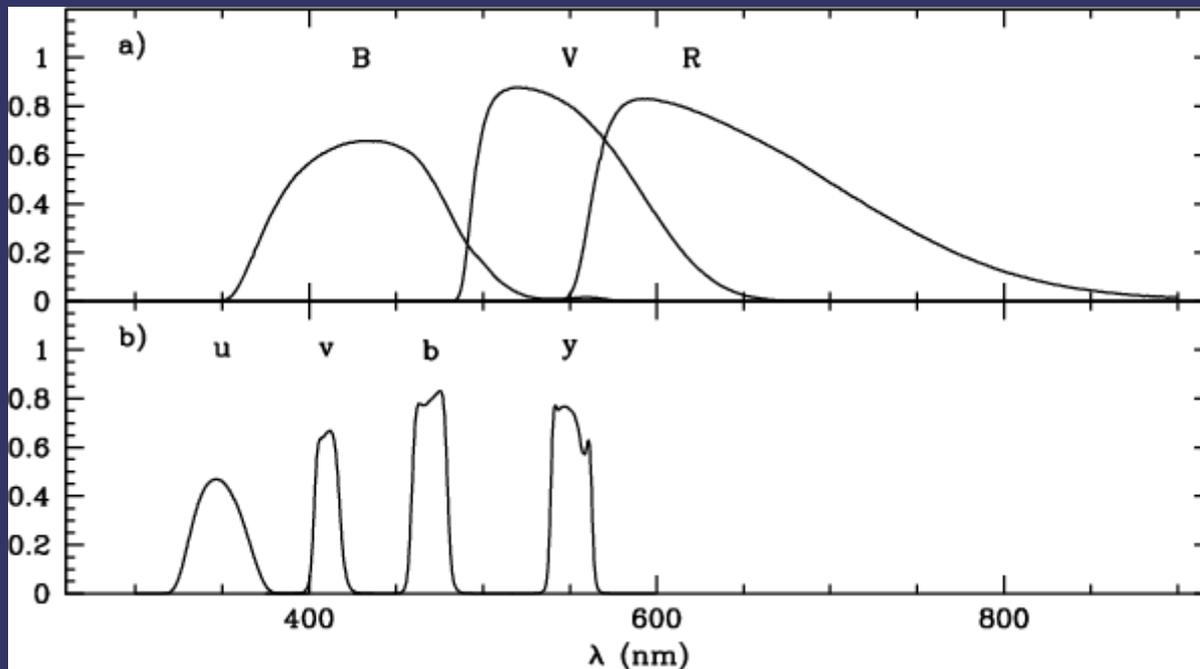
Altri sistemi fotometrici

A banda larga: es. UBVRI di Johnson-Cousin (~900 Å)

A banda intermedia: es. Stromgren (~200 Å)

A banda stretta: filtri interferenziali (~30 Å)

I filtri a banda larga raccolgono più luce e sono pertanto utilizzabili anche con piccoli telescopi: ma coprono regioni dello spettro molto larghe.

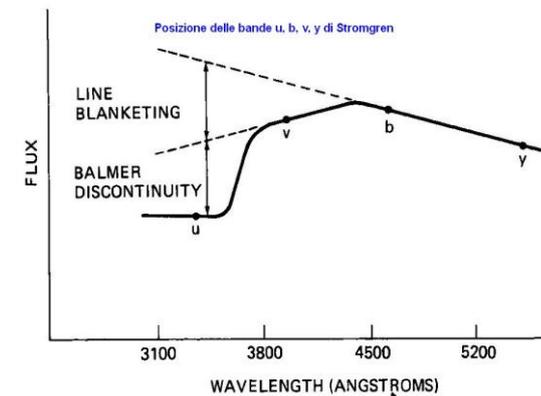
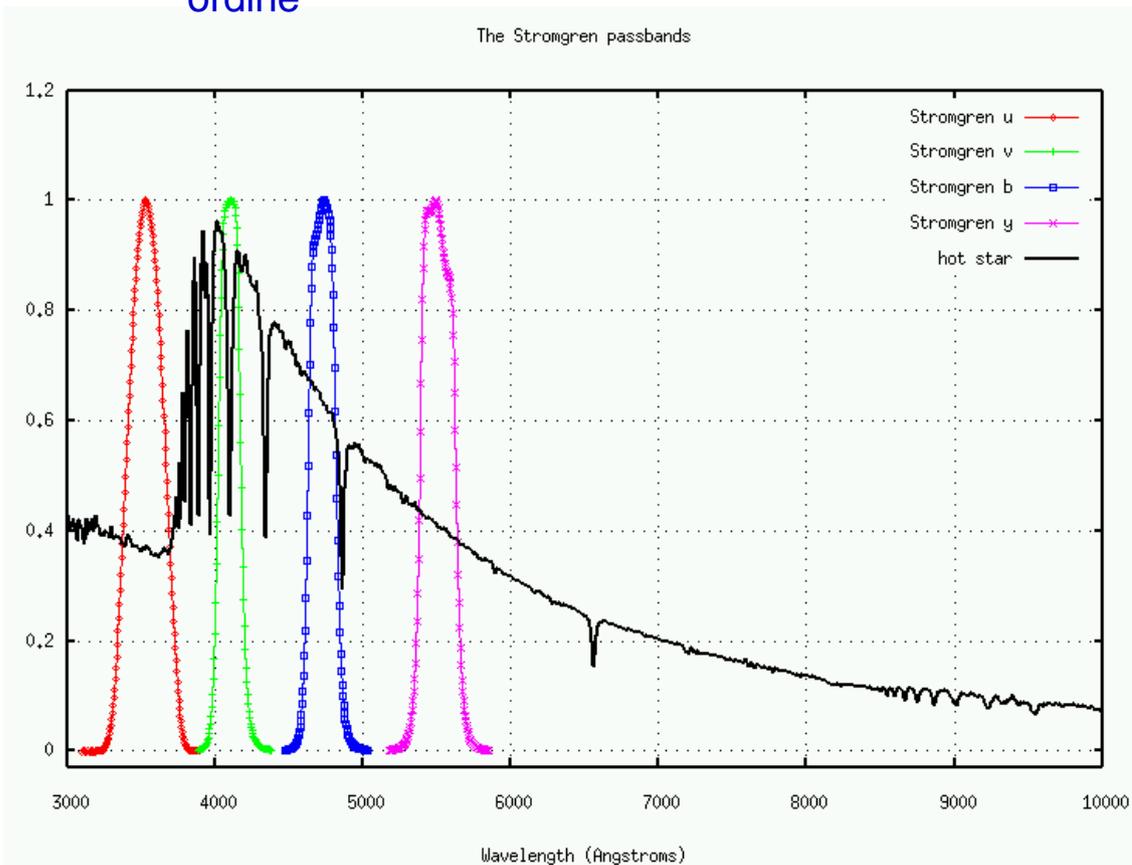


UBVRI

Stromgren

Il sistema Stromgren

- Intermedio : bande da ca. 200 A
- Definito dai filtri
- La banda y corrisponde alla banda V del sistema UBV
- La banda b e' posizionata in modo da ridurre l'effetto blanketing
- La banda u non copre la discontinuita' di Balmer ed non presenta termini di colore di secondo ordine



Intanto la abbiamo la magnitudine. Ma poi :

- $b-y \implies$ temperatura
- $(v-b) - (b-y) \implies$ metallicita'
- $(u-v) - (v-b) \implies$ intensita' della discontinuita' di Balmer

Prossimi Sviluppi ANS

Rendere il database, costituito di dati di qualita' controllata, aperto ovvero disponibile pubblicamente su WEB, salvo alcune limitazioni ;

Effettuare la fotometria non piu' solamente dell'oggetto di interesse nel campo, ma su tutte le stelle presenti, inserendo tutti i valori nel database pubblico... riprocessando magari in modo automatico tutte le immagini dei 12 anni passati dall'inizio di ANS

Sviluppare un software AnsSpettroscopy, che sulla falsariga di AnsPhotometry abbini correttezza scientifica a facilita' d'uso, adatta a non professionisti

Cominciare ad organizzare qualche osservatorio robotico, a partire dall'esempio di quanto in installazione ad Asiago, possibilmente sparsi in zone lontane

Proseguire nel tentativo di costruire un ponte tra la ricerca professionale e il mondo degli amatori.
