



UNIVERSITÀ
DEGLI STUDI
DI TORINO

Caratterizzazione fotometrica di stelle variabili

Candidato: Roger Cattaneo

Osservatorio Astronomico
della Regione Autonoma
Valle d'Aosta
Planetario di Lignan



Observatoire Astronomique
de la Région Autonome
Vallée d'Aoste
Planétarium de Lignan

A.A. 2014/2015

Relatore : Bertaina Mario

Tutor Aziendale: Albino Carbognani

Strumentazione

Procedura Osservativa

Stelle variabili pulsanti

Sistemi binari ad eclisse

Cenni su altre variabili

**Indice
degli
Argomenti**

La **fotometria** è la tecnica che in astronomia misura e studia l'intensità del flusso di luce proveniente da un corpo celeste.

Inizialmente si faceva ad occhio, da fine '800 con la fotografia, attualmente con la camera CCD.

Una **stella** è **variabile** quando il flusso di luce che emette cambia in un arco di tempo molto inferiore alla durata della sua esistenza. Ne esistono centinaia di tipologie, riconducibili alle seguenti 4 categorie:

- **Binarie ad eclisse**
- **Pulsanti**
- **Irregolari**
- **Cataclismiche**

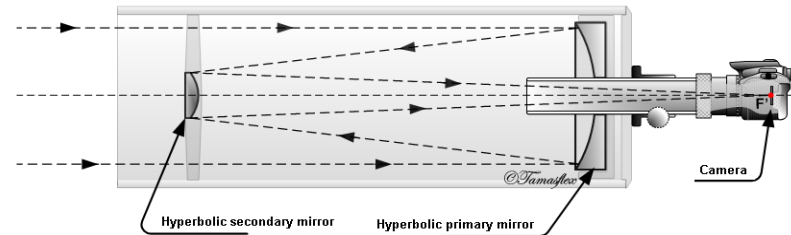
Strumentazione

Telescopio di tipo
Ritchey-Chretien
Diametro 400 mm
L. Focale: 3200 mm

CCD: Moravian G2-3200
(cerchiata in foto)

Filtro R (Bessel)
(λ_{\max} =600nm, banda tra 565 e
720 nm)

Programmi:
AstroArt, MPO Canopus,
DevC++, Mathematica



Ritchey - Chrétien (RCT)

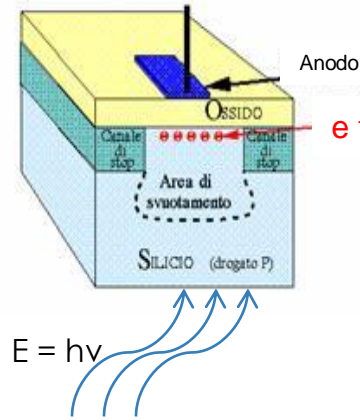
CCD (Charge Coupled Device)

Chip a base di silicio composto da una matrice di elementi fotosensibili (pixel) che sfruttano l'effetto fotoelettrico ($E_k = h\nu - W$) per misurare in modo quantitativo il flusso di fotoni raccolto.

Input:

Sensibile a λ comprese tra 300 nm e 1100 nm.

Il limite superiore è dato dal lavoro di estrazione del Silicio (1.14 eV), il limite inferiore dal fatto che un esiguo spessore del chip di silicio (circa 1 μm) risulta trasparente a λ corte, con maggiore efficienza quantica (>90%) nel rosso e nel vicino infrarosso.



Output:

Otengo un array di numeri, nel mio caso a 16-bit per pixel (0-65535), che rappresentano il numero di fotoelettroni generati in ogni pixel.

Tale array viene utilizzato dal computer per ricostruire l'immagine del campo stellare puntato.

Nota: i pixel con valore 65535 non sono da considerare attendibili essendo dato dalla saturazione del dispositivo.

Calibrazione delle immagini CCD

Prima di iniziare la presa dati realizzo le seguenti immagini per ricondurmi ad una strumentazione ideale:

►Dark + Bias:

Immagine ottenuta ad otturatore chiuso con la stessa esposizione e temperatura rispetto alla presa dati. Identifica sia il rumore termico sia il rumore dovuto alla lettura dei pixel.

►Flat:

Immagine presa poco prima del crepuscolo civile ponendo un diffusore di luce sull'apertura del telescopio in modo che la luce ambientale si diffonda al suo interno. Il flat serve per correggere la variazione dovuta a difetti ottici e polvere, esposizione di 3-5 sec.

Una volta effettuata la presa dati applico ad ogni pixel la seguente formula per ottenere il flusso di luce catturato durante la presa dati:

$$\text{DatoFinale} = \frac{[\text{Immagine} - (\text{Dark} + \text{Bias})]}{\text{Flat} - (\text{FlatBias} + \text{FlatDark})}$$

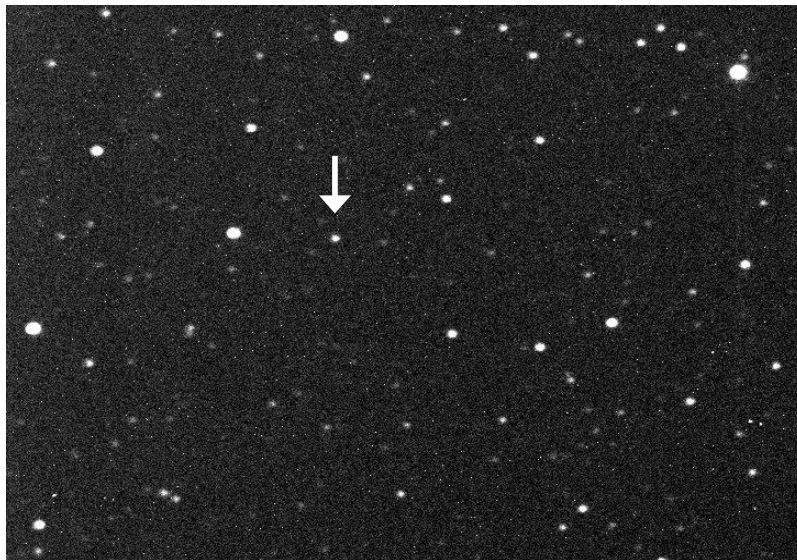
Nota: i dark e i flat utilizzati sono il prodotto di una media di più immagini

Dark con esposizione di 180 s a $T = -20\text{ }^{\circ}\text{C}$

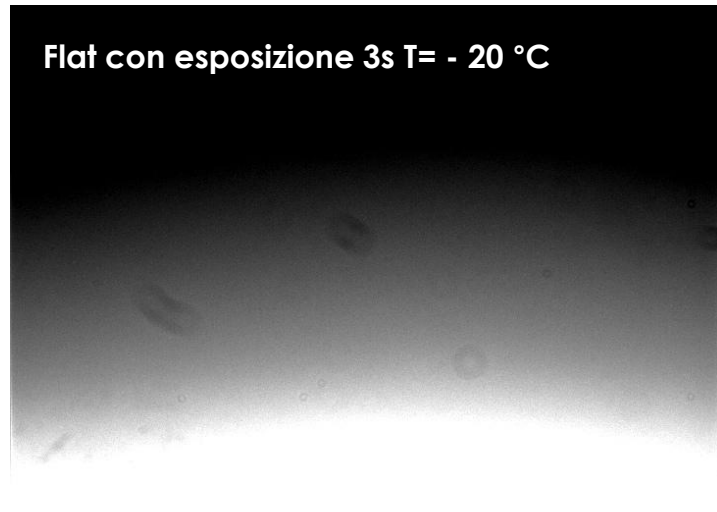


Esempi di calibrazione delle immagini CCD

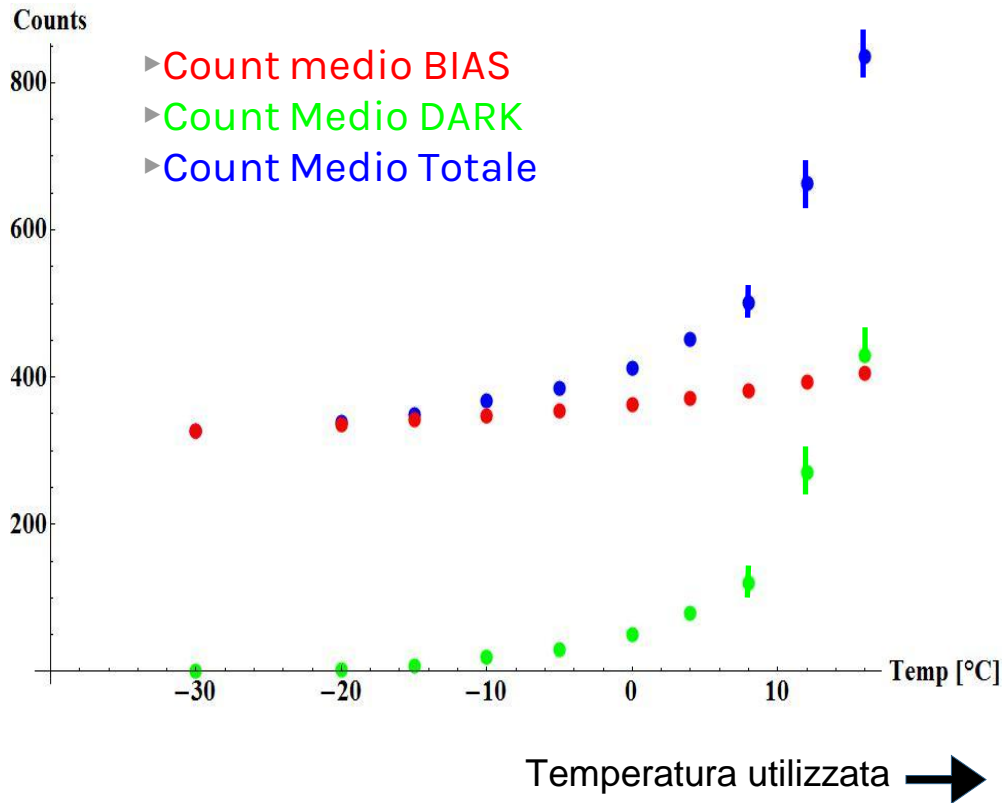
Un'immagine trattata del campo stellare di V1828Aql (indicata dalla freccia)
FOV: $15,95' \times 10,75'$



Flat con esposizione 3s $T = -20\text{ }^{\circ}\text{C}$



Dipendenza dalla Temperatura di Bias e Dark

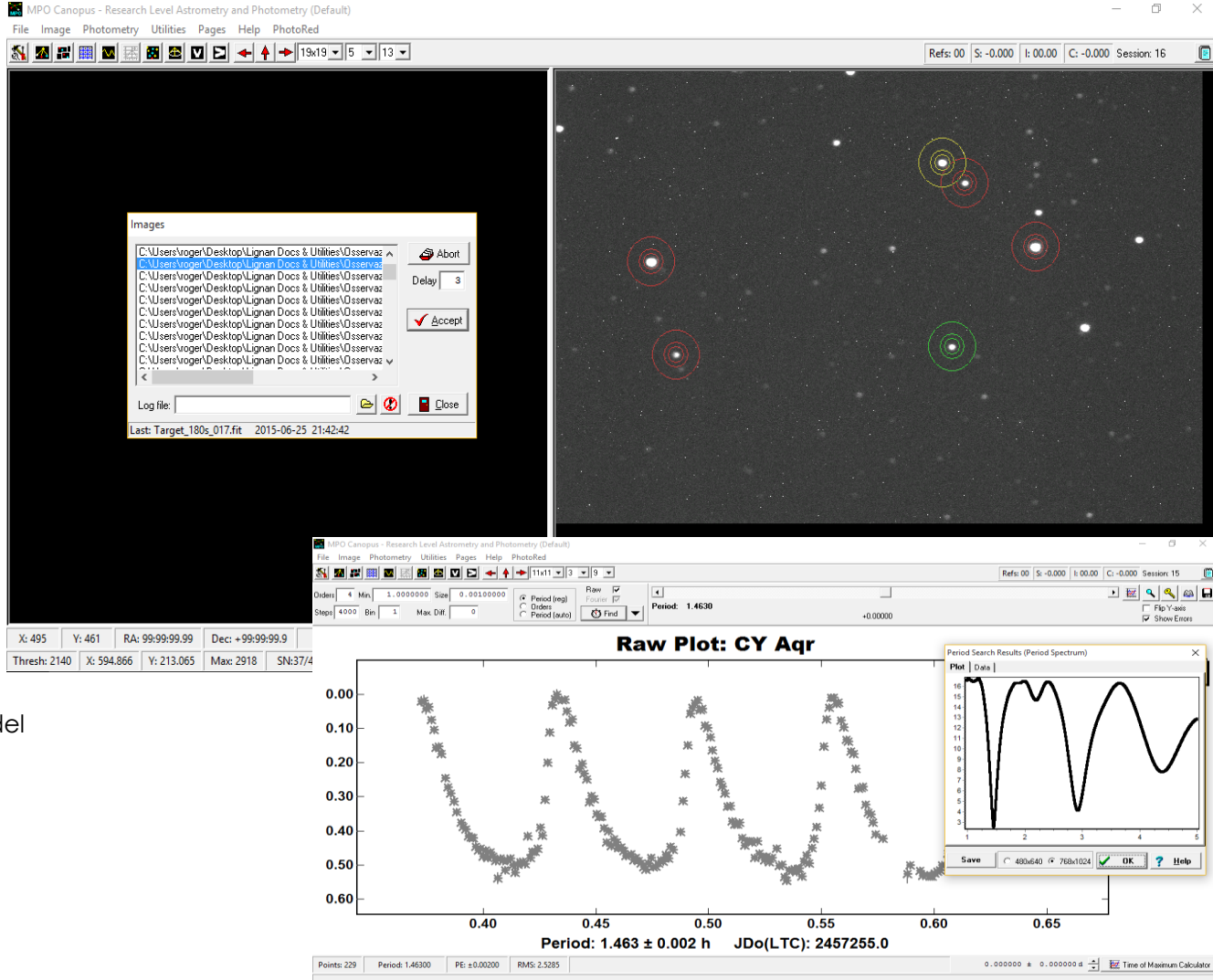


Temp [°C]	BIAS Medio	Dark 180 s
+ 16	406±1	430±30
+ 12	394±1	260±30
+ 8	381±1	120±20
+ 4	372±1	70±10
0	363±1	50±10
-5	354±1	30±10
- 10	348±1	20±10
- 15	342±1	6±2
- 20	335±1	3±1
- 30	326±1	1±1

Fotometria differenziale e costruzione della curva di Luce

Utilizzo del software MPO Canopus

- Creazione di una sessione osservativa
- Identifico una zona di analisi attorno ad ogni stella da analizzare, per poter distinguere questa dal fondo cielo
- Calcolo il rapporto segnale/rumore
- Scelgo 5 stelle di riferimento e verifico che la loro luminosità relativa non vari nel corso della notte
- Confronto la stella target con la media dei conteggi delle stelle di riferimento.
- Tenendo conto della definizione di magnitudine $M = -2.51 \log_{10}(I/I_0)$ e del fatto che le intensità siano proporzionali al numero di conteggi, grafico la luminosità della stella target in funzione del tempo e con un fit di Fourier ne descrivo l'andamento.
- L'errore sulla magnitudine è all'incirca l'inverso del rapporto segnale rumore



Le stelle e le Variabili pulsanti δ Scuti

M16

Nebulosa Aquila

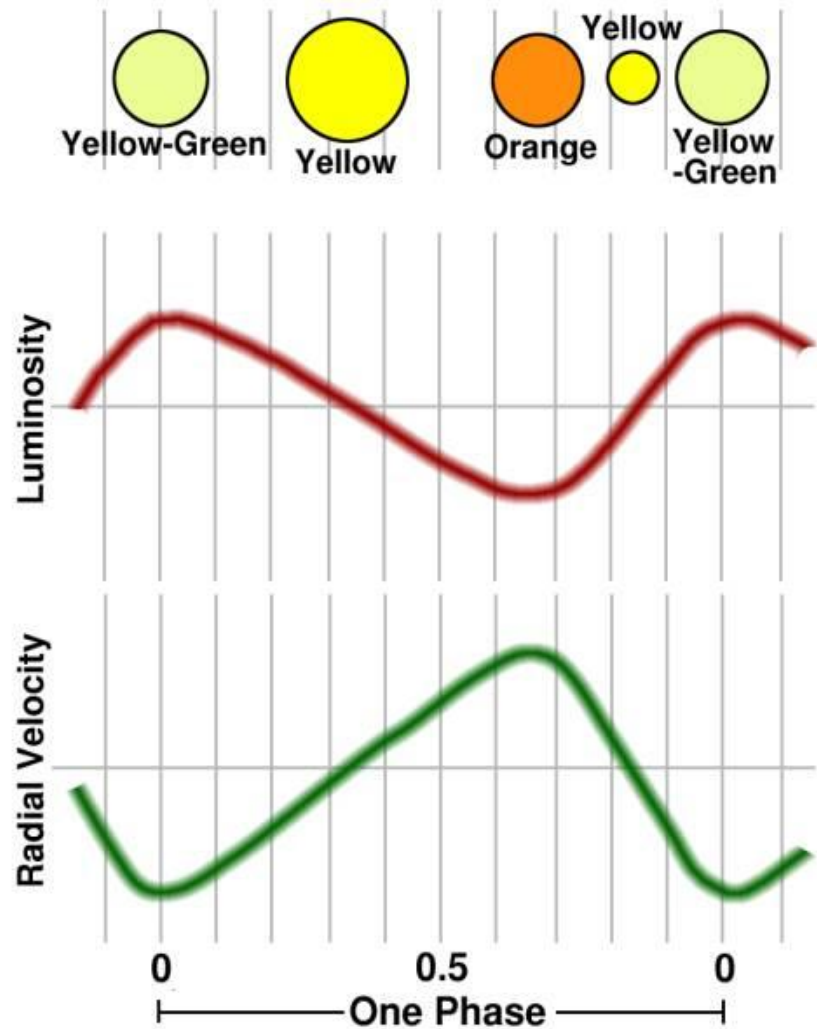
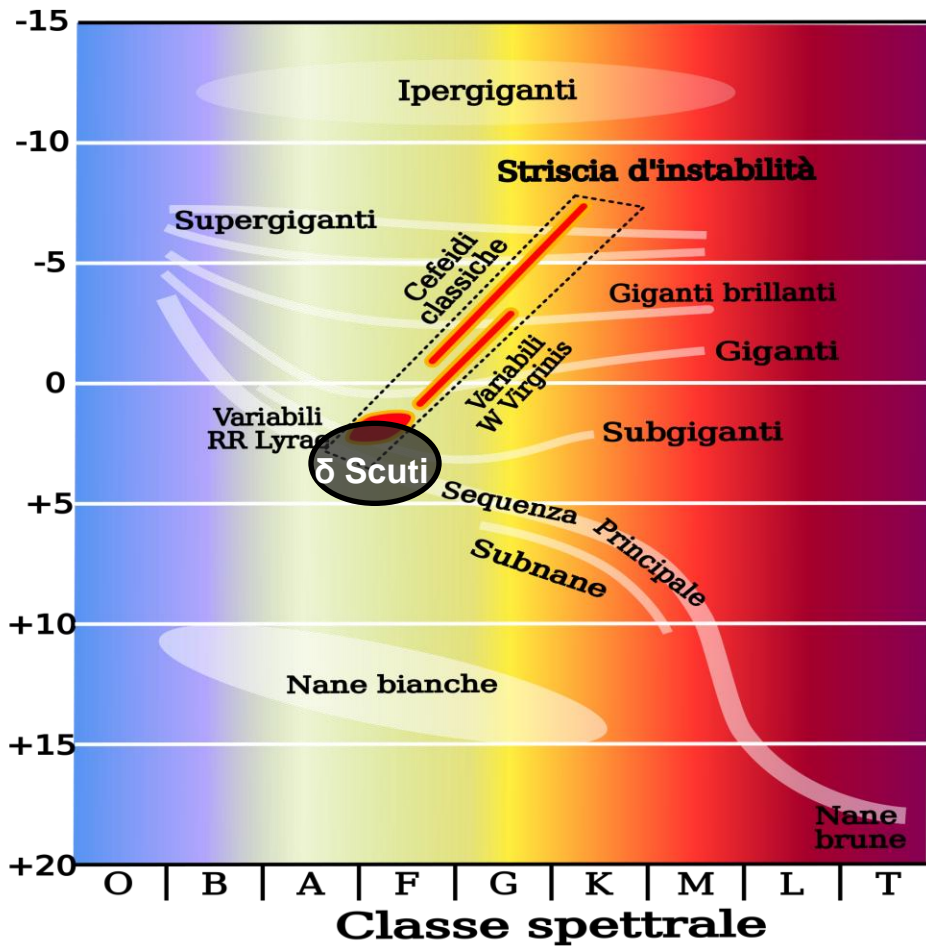
A.R. 18^h18^m48^s Dec -13°49'
Distanza: circa 6000 a.l.

8 immagini con posa di 45 s
Ritchey-Chrétien 400 mm
Filtro Bessel

Autore: R. Cattaneo



Magnitudine Assoluta ↑



δ Scuti

- ▶ Le variazioni di luminosità sono autoindotte (meccanismo κ) e dovute a pulsazioni (radiali e non) che causano un aumento delle dimensioni della stella e un cambiamento di temperatura superficiale.
- ▶ Sono stelle di sequenza principale situate nel diagramma HR vicine alla striscia di instabilità, hanno masse poco superiori a quella del Sole e classe spettrale compresa tra A0 e F5.
- ▶ Hanno periodi compresi tra un'ora e un giorno e variazioni di luminosità tra 1 centesimo e una magnitudine.

δ Scuti come candele Standard

- ▶ Seguendo la relazione empirica P-L-C (1989):

$$\text{Log}_{10}P = -0.29M_{\text{Ass}} - 3.19\text{Log}_{10}T_e + 11.90$$

Con P periodo in giorni, M_{Ass} magnitudine assoluta, T_e temperatura superficiale in Kelvin.

Conoscendo P e T_e (quest'ultima attraverso studi spettroscopici) ricavo la Magnitudine assoluta.

- ▶ Da questa posso **ricavare la distanza** della stella usando la relazione:

$$m - M_{\text{Ass}} = 5\text{Log}_{10} \frac{d}{10}$$

Ove m è la magnitudine apparente e d la distanza in parsec.

Considerazioni sulle Variabili Pulsanti

Per tutte le stelle variabili pulsanti (Cefeidi, δ Scuti, RR Lyrae, etc..) vale la relazione:

$$P\sqrt{\rho} = Q \quad \text{con } Q \approx 0.05 \pm 0.02 \text{ con } P \text{ in giorni, } \rho \text{ in } \left[\frac{g}{cm^2}\right]$$

Tale relazione fu ricavata nel 1926 da Arthur Eddington

Per ricavarla posso approssimare il moto oscillatorio di una stella a quello di un pendolo con "piccole oscillazioni"

Partendo dalle seguenti relazioni:

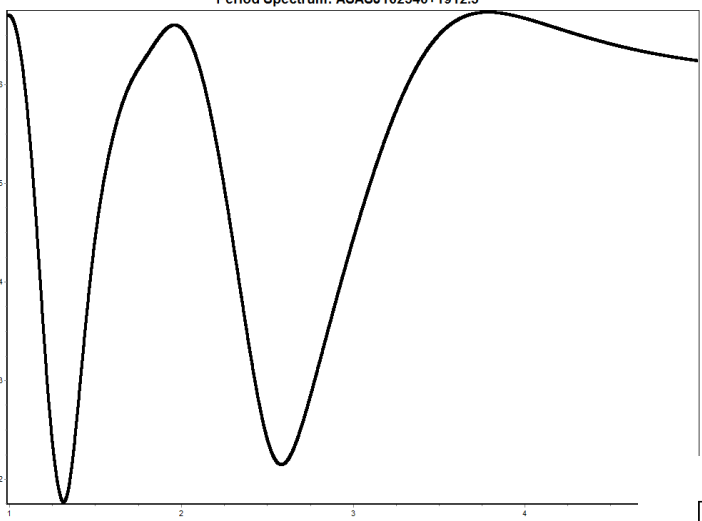
$$P = 2\pi\sqrt{\frac{l}{g}} \quad l = xR \quad g = \frac{GM}{R^2} \quad \bar{\rho} = \frac{M}{V} = \frac{3M}{4\pi R^3}$$

Otengo che
$$P = 2\pi\sqrt{\frac{l}{g}} = 2\pi\sqrt{\frac{xR \cdot R^2}{GM}} = \sqrt{\frac{3\pi \cdot x}{G \cdot \bar{\rho}}}$$

E pertanto
$$P\sqrt{\rho} = \sqrt{\frac{3x\pi}{G}} = Q \quad \text{con } x \approx 0.2$$

ASAS J162540+1912.3

Osservazioni effettuate tra le 22.53 del 10 luglio 2015 e le 2.43
 Tempo di esposizione: 180 s
 Periodo ottenuto: 1.32 ± 0.01 h
 Sul catalogo dell'AAVSO è riportato un periodo di 1.37 h e un'ampiezza di 0.36 mv. (rilevati nel 2003)



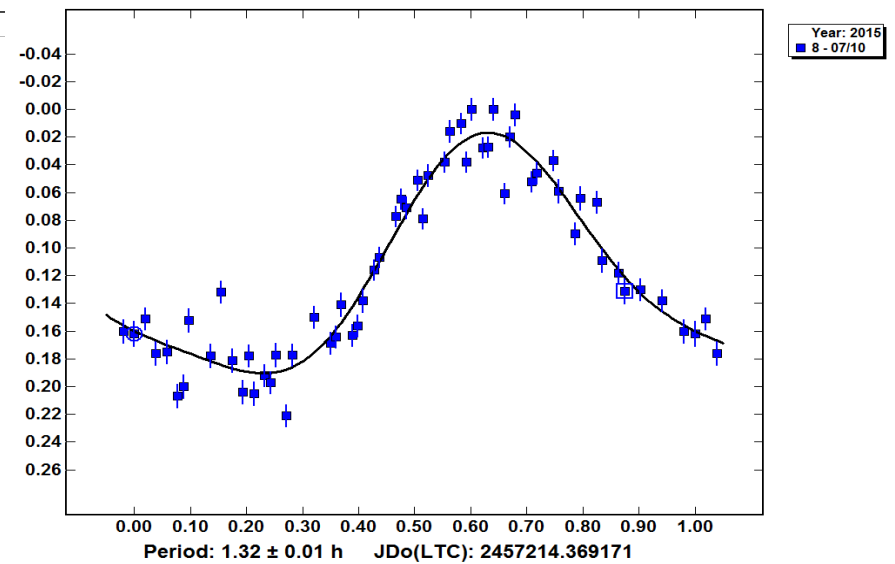
Sopra il grafico di RMS in funzione del periodo.

A destra il grafico della magnitudine differenziale in funzione della fase e fit di Fourier al secondo ordine.

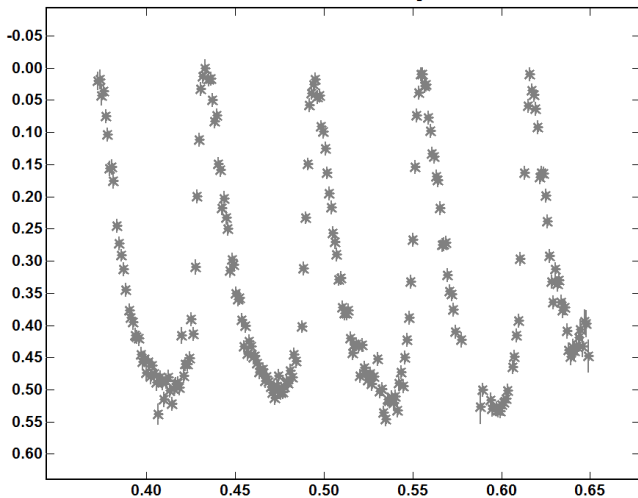
Sotto la trasformata di Fourier di ordine N

$$S(P,t) = \bar{S}(P) + \sum_{i=1}^N (A_i \cdot \sin(\frac{2\pi i}{P}t) + B_i \cdot \cos(\frac{2\pi i}{P}t))$$

Phased Plot: ASASJ162540+1912.3



Raw Plot: CY Aqr



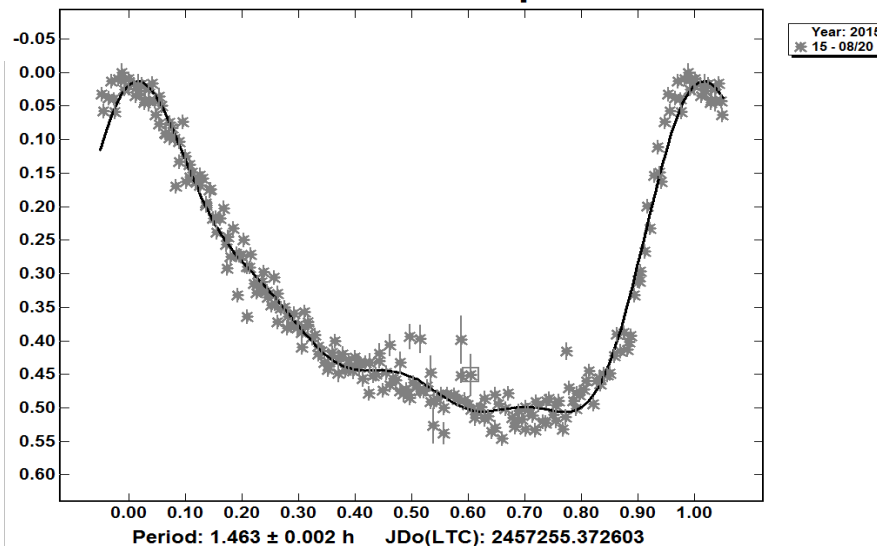
A sx la curva di luce ottenuta. In basso a sx lo scarto quadratico medio, relativo all'analisi di Fourier (al 4° ordine), in funzione del periodo.

Tempo di esposizione: 90 s.

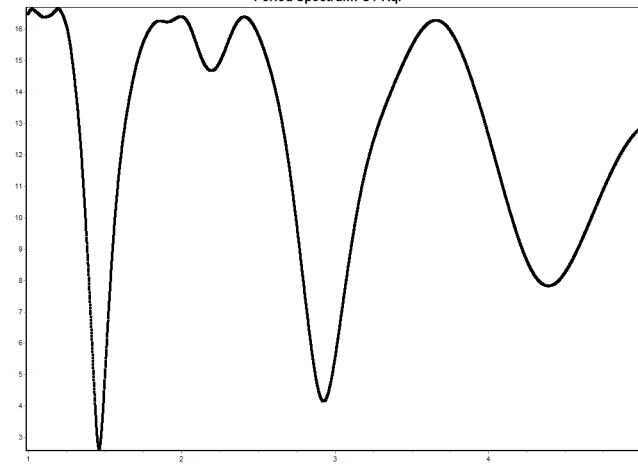
Periodo ottenuto: 1.463 ± 0.002 h

Sul catalogo dell'AAVSO è riportato un periodo di 1.465 h e un'ampiezza di 0.7 mv. (Rilevati nel 2003)

Phased Plot: CY Aqr



Period Spectrum: CY Aqr



CY Aqr

Calcolo della distanza delle stelle studiate

Indici di colore: sono la magnitudine apparente di un astro analizzando solo determinate fasce, per esempio nel visibile:

B: centrata in 442 nm, FWHM: 94 nm

V: centrata in 551 nm, FWHM: 88 nm

R: centrata in 638 nm, FWHM: 138 nm

- Pertanto uso indici di colore riportati nel catalogo UCAC4
- Con la formula di Ballesteros (supponendo l'assorbimento interstellare trascurabile) ricavo la temperatura superficiale:

$$T = 4600 \left(\frac{1}{0.92(B - V) + 1.7} + \frac{1}{0.92(B - V) + 0.62} \right)$$

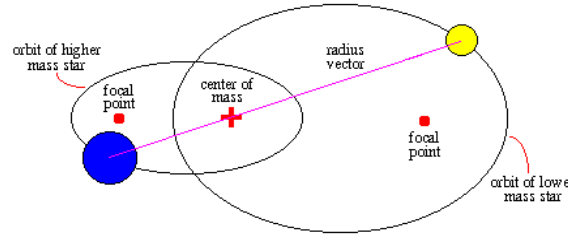
- Tramite la relazione sperimentale riportata precedentemente calcolo la magnitudine assoluta e dunque la distanza delle stelle che ho osservato

Risultati	B	V	Temperatura Superficiale [K]	Periodo [g]	Magnitudine Assoluta	Distanza [pc]
CY Aqr	11.391	10.907	6500 ± 100	0.0609	3.28 ± 0.07	340 ± 80
AsasJ1625...	12.745	12.568	8300 ± 100	0.0550	2.27 ± 0.06	1100 ± 200

Sistemi binari ad eclisse

Generalità sui sistemi binari ad eclisse

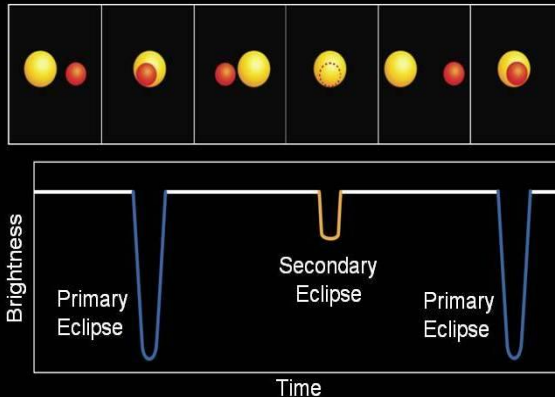
- Sono una piccola parte rispetto al numero totale dei sistemi multipli.
- Le componenti del sistema percorrono orbite ellittiche (1° legge di Keplero)
- Il centro di massa del sistema occupa uno dei fuochi delle orbite



Proprietà della curva di luce

- Spesso si notano due transiti per ogni rivoluzione: uno primario e uno secondario
- Il transito secondario può non avvenire per diversi motivi scarsa luminosità di una delle due componenti o un'orbita fortemente ellittica
- La curva di luce può non essere "piatta" tra un transito e quello successivo per via della deformazione mareale delle stelle.

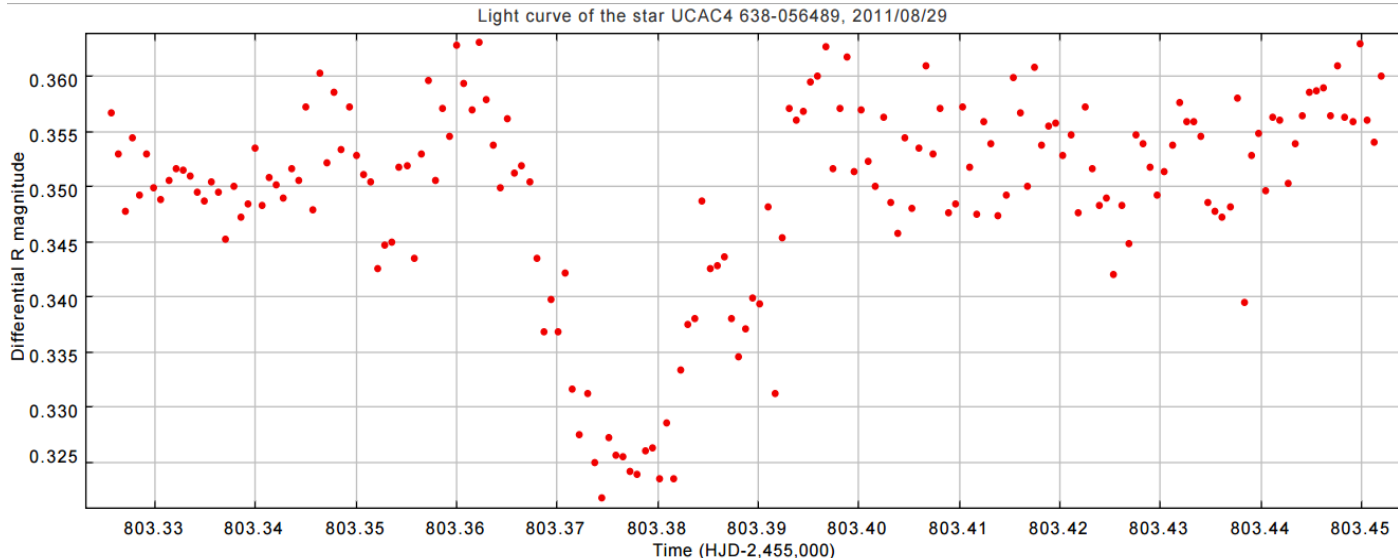
Eclipsing Binary Stars



VSX J175254+372611

La variabilità di questa stella è stata scoperta da me e dal dott. Mario Damasso dell'osservatorio astronomico della Regione Autonoma Valle d'Aosta il 29 agosto 2011 durante l'osservazione di Tres-3.

Tale scoperta è riportata nel catalogo dell'**AAVSO**



Il grafico mostra un transito radente con ampiezza di 3 centesimi di magnitudine e della durata approssimativa di 60 minuti.

Nessun'altra eclissi è stata rivelata durante le 10 sessioni osservative effettuate, tuttavia posso escludere dei periodi

Procedura seguita:

- Costruisco un sistema di riferimento temporale ove lo zero equivale all'inizio della prima sessione osservativa.
- Applico un metodo "bruteforce": discrimino i potenziali periodi in multipli di un minuto, tra 1 minuto e 15 giorni, provo tutte le fasi, contando quante di queste prove sono compatibili con le sessioni osservative.
- Calcolo la probabilità di esclusione, data dal numero di fasi non compatibili diviso il numero totale fasi provate.

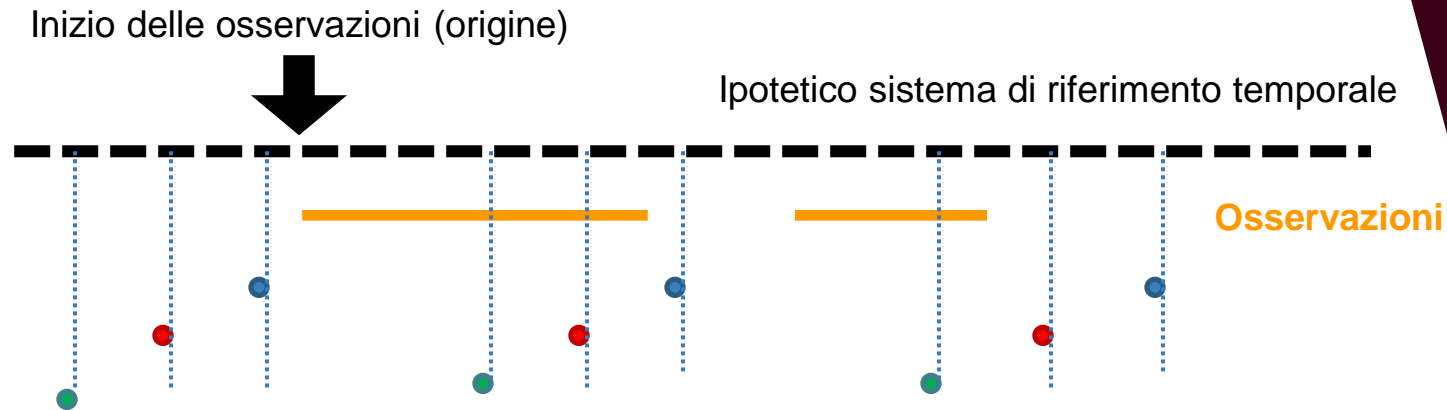
Osservazioni:

23 giugno 2015 22.56 - 3.32
24 giugno 2015 22.30 - 4.12
25 giugno 2015 22.58 - 4.41
26 giugno 2015 22.35 - 3.11

7 luglio 2015 23.46 - 1.06
8 luglio 2015 22.25 - 3.39
9 luglio 2015 22.34 - 4.48

5 agosto 2015 22.27 - 1.01
6 agosto 2015 22.53 - 0:40
8 agosto 2015 0.15 - 4.01

Rappresentazione geometrica del metodo utilizzato



$$S(P) = \sum_{n=1}^P S_n / P$$

Prova con periodo $P=9u$, fase $-1u \rightarrow S_1=0$

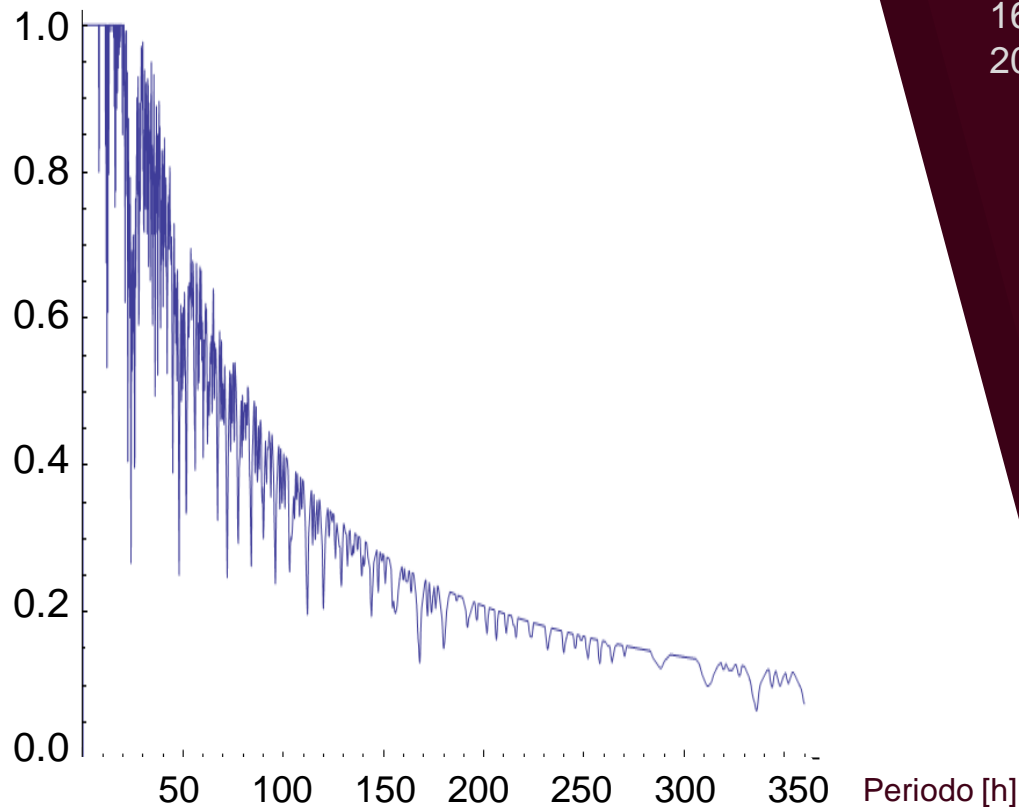
Prova con periodo $P=9u$, fase $-3u \rightarrow S_3=1$

Prova con periodo $P=9u$, fase $-5u \rightarrow S_5=1$

Ogni segmento nero rappresenta un'unità u temporale (nel mio caso 1 minuto)
 $S(P)$ = probabilità che tale periodo non possa verificarsi in base alle mie osservazioni
Assumo P (periodo di prova) intero, inoltre $u \ll P$

Risultati ottenuti:

Probabilità di esclusione



Intervalli di Periodi esclusi [ore]

0,00 - 11,91
12,63 - 16,28
16,44 - 16,72
16,83 - 19,30
20,08 - 20,52

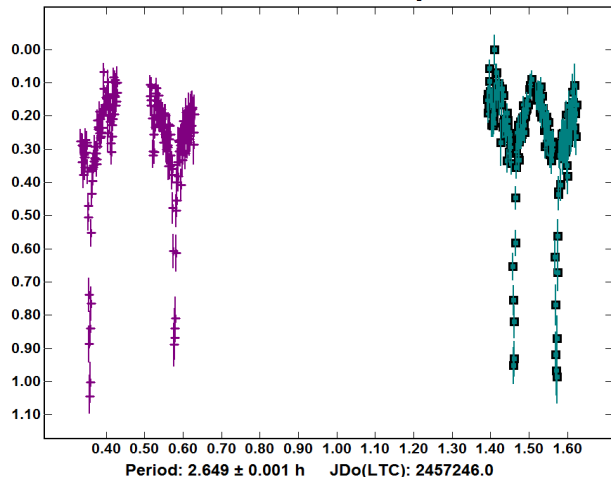
Intervalli di periodi con probabilità di esclusione superiore al 90%

0,00 - 20,75
21,34 - 22,15
27,48 - 27,53
28,95 - 29,92
30,71 - 30,82
32,31 - 32,60
33,93 - 34,24
35,35 - 35,42

Nota: I periodi sopra i 15 giorni non sono stati analizzati, essendo la loro probabilità di esclusione sempre inferiore a 0,2

V1828 Aql

Raw Plot: V1828Aql



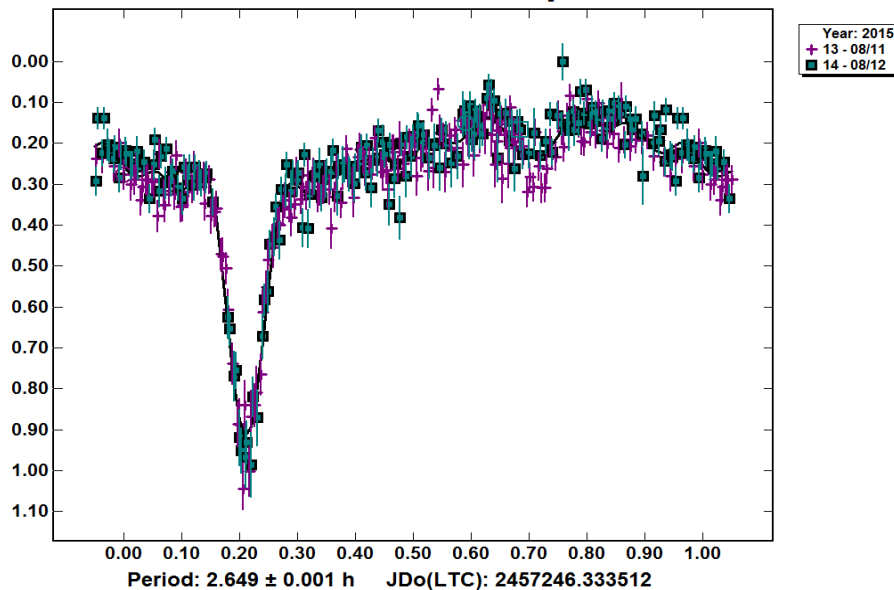
Nei grafici in basso e a destra ho la magnitudine differenziale ove lo 0 equivale alla luminosità più alta raggiunta dal target.

In basso a sx ho lo scarto quadratico medio, relativo all'analisi di Fourier (al 10° ordine), in funzione del periodo.

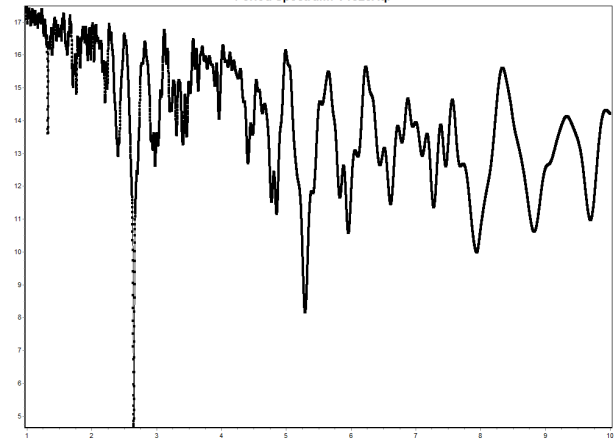
Tempo di esposizione: 180 s.

I dati sono coerenti con il catalogo dell'AAVSO, risalenti al 1999.

Phased Plot: V1828Aql



Period Spectrum: V1828Aql



Considerazioni su V1828Aq1

Una modellizzazione del sistema risulta pertanto molto più difficile e **non univoca** senza ulteriori dati di **tipo spettroscopico** da cui ricavare le velocità radiali e le caratteristiche fisiche delle due stelle.

Ho troppe variabili incognite: masse delle stelle, eccentricità ed inclinazione delle orbite, deformazione dovuta a forze mareali, etc..

Tuttavia posso ricavare il periodo orbitale (2.649 ± 0.001 h) e dedurre dal fatto che la luminosità del sistema poco prima del primo transito è circa 0.15 magnitudini maggiore di quella poco prima del secondo che c'è una deformazione mareale consistente di almeno una delle due componenti.

Assumendo che le masse delle due stelle siano circa simili a quella del Sole, posso calcolarne con la terza legge di Keplero la distanza stimandola dell'ordine di **un milione di chilometri**. Pertanto, vista la deformazione consistente posso supporre che tali stelle **siano a contatto**.

Altri tipi di stelle Variabili (cenni)

- **Rotanti**

La loro variazione di luminosità è periodica e sinusoidale, è dovuta alla presenza di macchie solari sulla loro superficie

- **Variabili eruttive**

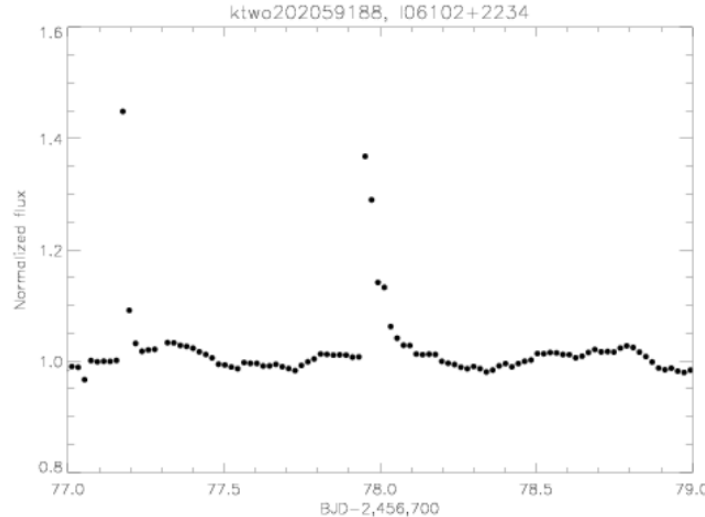
La loro variazione di luminosità presenta dei picchi di ampiezza (anche diverse magnitudini) e durata irregolari distanziati in modo quasi casuale.

Essa è dovuta a dei flares, ovvero emissioni di massa coronale, anche 10^3 volte più energetici di quelli solari (10^{21} J).

Di solito sono stelle molto massive, oppure appena formate o nane rosse.

- **Variabili Cataclismiche**

Presentano incrementi di luminosità molto grandi e di breve durata dovuti a fenomeni che cambiano in modo permanente la struttura della stella



Curva di luce di una nana rossa ottenuta dalla missione Kepler

Grazie per l'attenzione!

Bibliografia:

Handbook of CCD Astronomy
S. B. Howell, 2006

Light curves of Variable Stars
C. Sterken e C. Jaschek, 1996

Empirical P-L-C relation for delta scuti stars
P. Lopez de Coca, A Rolland et alias, 1989

*AAVSO: Delta Scuti and the Delta Scuti variables,
Summer 2004 Variable Star Of The Season*

New insights into black bodies,
F. J. Ballesteros, 2012

*Detecting and measuring faint point sources
with a CCD, H. Raab, Meeting on Asteroid
and Comet, Visjnia 2002*

Dati Utilizzati

*Tutti i dati utilizzati e le elaborazioni sono state
prodotti da me durante lo stage
all'osservatorio astronomico della Regione
Autonoma Valle d'Aosta*

Tempo di esposizione // Slides Extra 1

► Dipende dalla luminosità del target e dalla precisione fotometrica richiesta.

► Nel nostro caso è compreso tra 45 secondi e 3 minuti.

► La magnitudine limite rilevabile aumenta con il logaritmo in base 10 dell'esposizione.

► **Rapporto segnale rumore** viene quantificato come

$$SNR < \frac{S}{\sqrt{S + F + T + L}}$$

► Con S segnale, F fondo cielo, T rumore termico, L rumore di lettura

► Questa quantità tende a aumentare approssimativamente come la radice quadrata del tempo di esposizione.

► Utilizzando come riferimento una sessione osservativa con tempo di esposizione T_0 di un oggetto con magnitudine m_0 , supponendo che il seeing rimanda circa costante, posso calcolare il tempo di esposizione T per un altro oggetto con magnitudine m :

$$T = T_0 \cdot 10^{-0.4(m-m_0)}$$

Scelta del campionamento delle immagini CCD // Slide Extra 2

Il **potere risolvante angolare** dello strumento è dato dalla relazione:

$$\theta = 1.22 \frac{\lambda}{D}$$

$\lambda = 600 \text{ nm}$, $D = 400 \text{ mm}$, quindi $\theta = 0.38$ secondi d'arco

L'**angolo** che viene esaminato da ogni pixel, è dato dalla relazione:

$$\phi = 0.206 \frac{dp}{f}$$

dp= dimensioni pixel, f = lunghezza focale

Nel mio caso $\Phi = 0.43$ secondi d'arco

Nota: tali condizioni varrebbero nello spazio, tuttavia sulla Terra, specialmente in zone montuose, ho disturbi causati dal **seeing** atmosferico.

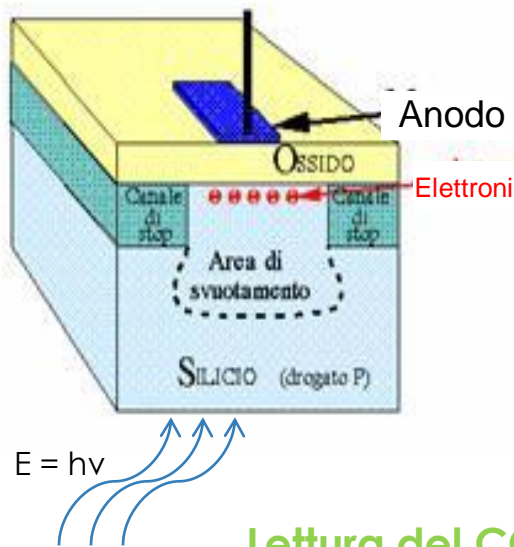
Sperimentalmente, per questi motivi la risoluzione ottenuta è un ordine di grandezza peggiore del valore teorico.

Pertanto è stato utilizzato un **binning 3x3**

**Relazione Periodo-Luminosità per le
cefeidi classiche // Slide Extra 3**

$$M_v = -1,43 - 2,81 \text{Log}_{10} P$$

Schema di un pixel del sensore CCD // Slide Extra 4



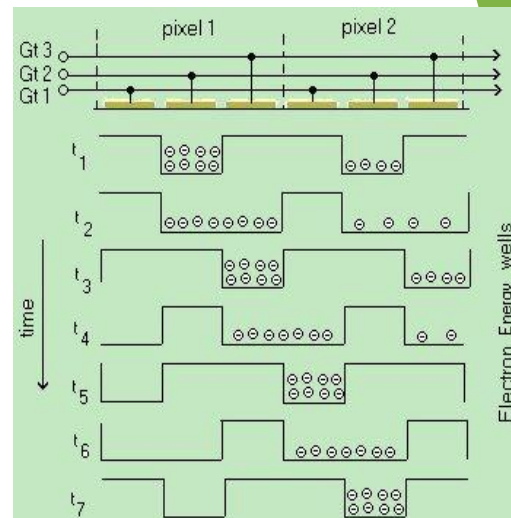
► Nel silicio vengono prodotti dei fotoelettroni.

► Durante l'esposizione viene mantenuto un potenziale sull'anodo in modo da mantenere in posizione i fotoelettroni che vengono prodotti nel silicio.

► L'ossido (di silicio) è isolante agisce da dielettrico del condensatore

Letture del CCD

- Ogni pixel ha diversi anodi azionati da un colpo di clock.
- La carica viene così trasferita da pixel a pixel (tenendola separata dalle altre cariche) fino ad un ADC
- La carica viene trasferita su un condensatore e tramite la relazione $V_c = Q/C$ un ADC converte e ricava il numero di fotoelettroni prodotti.
- Sono presenti più ADC per velocizzare il processo.



Esempio di stella binaria a contatto // Slide Extra 5

