



Software astronomico per la didattica della Astrofisica

Luca Zangrilli

Istituto Nazionale di Astrofisica
luca.zangrilli@inaf.it

January 14, 2020

Nel corso di queste due ore che saranno dedicate all'utilizzo di software pensato per la didattica dell'Astronomia, quindi rivolto agli studenti, partiremo dagli esperimenti più semplici, fino ad arrivare ad applicazioni vicine al modo in cui gli astronomi utilizzano i dati scientifici.

Lo scopo di svolgere delle esercitazioni è quello di prendere familiarità con i concetti dell'Astronomia e dell'Astrofisica, cercando di sottrarli il più possibile alla loro enunciazione astratta.

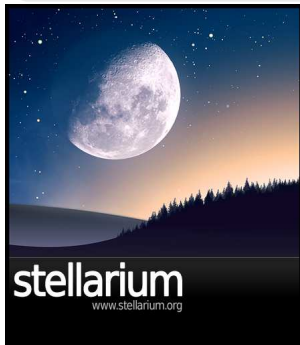


In particolare parleremo di

- **Stellarium**
- **SalsaJ**

Stellarium è un planetario virtuale realizzato mediante software libero (GNU General Public License), disponibile per Linux, Windows e macOS. Il suo scopo è quello di fornire una rappresentazione del cielo in tempo reale, di fatto simulando le potenzialità dei grandi telescopi.

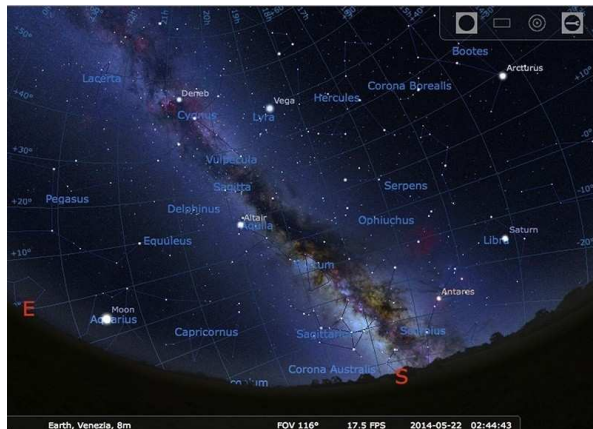
Stellarium contiene una vasta gamma di caratteristiche che lo rendono efficace per la didattica astronomica. Ha il limite di non consentire la stampa di carte celesti; inoltre contiene imprecisioni nel posizionamento dei corpi del sistema solare.



- oltre 600.000 stelle dal catalogo Hipparcos e dal catalogo Tycho-2;
- cataloghi supplementari con oltre 210 milioni di stelle;
- asterismi ed illustrazioni delle costellazioni;
- costellazioni da dieci culture;
- immagini delle nebulose (Catalogo di Messier completo);
- una realistica Via Lattea;
- un'atmosfera realistica.

Stellarium si può trovare all'indirizzo:

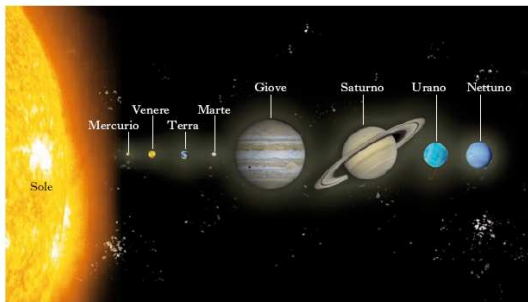
<https://stellarium.org/it/>



I moti dei pianeti

Le leggi del moto dei pianeti nel Sistema Solare sono note sin dal XVII secolo, quando Kepler enunciò le sue tre leggi.

Ciò che vogliamo fare non è studiare dal punto di vista fisico il moto di un corpo del Sistema Solare, bensì utilizzare le leggi della gravitazione per misurare la massa dei corpi celesti.





Per completezza, enunciamo le leggi dei moti planetari, stabilite da Johannes Kepler (1571-1630), basandosi sulle osservazioni molto accurate del maestro Tycho Brahe (1546-1601).

- **Prima legge di Keplero: un pianeta descrive un'orbita ellittica di cui il Sole occupa uno dei due fuochi.**
- **Seconda legge di Keplero: il raggio vettore che unisce il pianeta al Sole spazza aree uguali in tempi uguali.**
- **Terza legge di Keplero: il quadrato dei tempi di rivoluzione è proporzionale al cubo del semiasse maggiore dell'orbita:**

$$P^2 \propto a^3$$



Il tentativo di trovare una spiegazione fisica per le leggi di Keplero, unitamente ai risultati di Galileo sullo studio del moto dei corpi, portarono alla nascita della meccanica di Newton.

Egli postulò che due masse M e m si attraggono con una forza diretta secondo la congiungente delle due masse e di intensità pari a:

$$F = \frac{GMm}{r^2}$$

dove $G = 6.6. \times 10^{-11} \text{ N m}^2 \text{ kg}^{-2}$ è la costante di gravitazione universale.

La legge di gravitazione universale assieme ai principi della dinamica permise di spiegare tutte le caratteristiche dei moti planetari, e quindi tutte le tre leggi di Keplero.

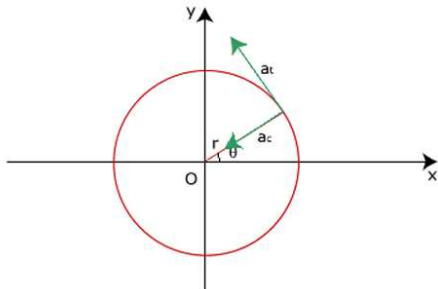
La gravitazione universale

Nell'approssimazione di orbita circolare, ci convinciamo facilmente che la Gravitazione Universale spiega la terza legge di Keplero:

$$F = \frac{GM_{sole}m_{pianeta}}{r^2} = m_{pianeta}a_c \quad \text{dove} \quad a_c = \frac{v^2}{r}$$

da cui otteniamo:

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{GM_{sole}} r^3$$



Calcolo della massa di Giove

Giove è il maggiore dei pianeti del Sistema Solare: la sua massa è piú di 300 volte la massa della Terra e il suo volume è piú di 1000 volte il volume del nostro pianeta.

Giove è circondato da almeno 79 satelliti naturali e un sottile insieme di anelli: è il pianeta del Sistema Solare con il maggiore numero di satelliti!



La maggior parte dei satelliti ha dimensioni troppo piccole per essere osservata con strumenti piccoli, ma quattro di loro sono abbastanza grandi. Questi quattro satelliti - Io, Europa, Ganimede e Callisto - sono spesso chiamati i satelliti galileiani poiché sono stati scoperti da Galileo nel 1610.

Satelliti medicei

Sono comunemente definiti satelliti medicei (o galileiani) i quattro satelliti maggiori di Giove, scoperti da Galileo Galilei e Simon Marius e chiaramente visibili dalla Terra anche tramite piccoli telescopi.

Si tratta di Io, Europa, Ganimede e Callisto; Ganimede, in particolare, é così luminoso che se non si trovasse vicino a Giove sarebbe visibile anche ad occhio nudo, di notte, nel cielo terrestre. La prima osservazione di questi satelliti da parte di Galileo risale al 7 gennaio 1610.



Dopo numerosi giorni di osservazioni, Galileo concluse che i quattro corpi erano in orbita attorno al pianeta; la scoperta fu un solido argomento a favore della teoria eliocentrica di Niccoló Copernico, perché mostrava che non tutti gli oggetti del sistema solare orbitavano attorno alla Terra.

Calcolo della massa di Giove

Terza legge di Keplero: il quadrato dei periodi di rivoluzione dei pianeti è proporzionale al cubo del semi-asse maggiore della loro orbita.

La terza legge di Keplero si applica ai pianeti del Sistema Solare, ma nella sua formulazione piú generale è applicabile anche ai satelliti di un pianeta, permettendoci cosí di calcolare la massa di un pianeta osservando uno o piú dei suoi satelliti.

In questo esempio calcoleremo la massa di Giove studiando l'orbita dei satelliti Galileiani: otterremo il loro semi-asse maggiore e il periodo di rivoluzione da Stellarium e poi inseriremo questi dati nella terza legge di Keplero.
Formulazione generale della terza legge di Keplero

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{G(M_1 + M_2)} \times a^3$$

M_1 e M_2 sono le masse dei due oggetti, P è il loro periodo orbitale, a è la distanza tra i loro centri e G è la costante di gravitazione universale.

Calcolo della massa di Giove

Dobbiamo misurare le seguenti proprietà di uno o più dei satelliti medicei di Giove:

- **semiasse maggiore;**
- **periodo di rivoluzione.**

Prenderemo ad esempio il satellite Io. Tuttavia potremmo considerare anche gli altre tre satelliti maggiori, e alla fine effettuare una media dei risultati e dare un'errore per le nostre stime.



Procedura:

- **Avviamo Stellarium; disattiviamo gli effetti dell'atmosfera, e l'orizzonte terrestre.**
- **Troviamo Giove e lo fermiamo al centro dello schermo premendo la barra spaziatrice; aumentiamo lo zoom fino a vedere i quattro satelliti Galileiani e identifichiamo lo.**
- **Acceleriamo lo scorrere del tempo per avere una visione rapida di fenomeni che durano molte ore.**
- **Abbiamo preventivamente attivato lo strumento di misura delle distanze angolari.**
- **Scambiamo montatura azimutale con montatura equatoriale.**

Calcolo della massa di Giove

Considerazioni ulteriori:

- I valori misurati di angoli e distanze variano con le posizioni reciproche di Terra e Giove lungo il percorso orbitale.
- È difficile individuare con precisione il centro di Giove, quindi una soluzione è misurare la distanza angolare da lo al bordo di Giove e poi sottrarre metà del raggio del pianeta.
- Per misurare il periodo di rivoluzione di lo annotiamoci l'epoca in cui lo tocca il bordo di Giove; acceleriamo quindi il moto fino al contatto successivo nella stessa configurazione e prendiamo nota anche di questo istante; la differenza fornisce il periodo di rivoluzione di lo.



Esempio di misura:

- **distanza (angolare) di Io dal bordo esterno di Giove:** $0^{\circ} 2' 29.83''$
- **diametro di Giove:** $0^{\circ} 0' 48.83''$
- **tolgo la metà del diametro di Giove:**

$$d = (2 \times 60 + 29.83) - \frac{(48.83)}{2} = 125.665''$$

- **le distanze lineari le otteniamo conoscendo la distanza Terra-Giove:**

$$a = d \times D = \frac{125.665''}{206265} \times 4.606(\text{UA}) \times 1.49 \times 10^{11} = 4.18 \times 10^8 \text{ m}$$

- **contatto: 2016-04-04 h 12:10:33; contatto successivo: 2016-04-06 h 06:37:20**
- **periodo orbitale di Io:**

$$\begin{aligned} P_{\text{Io}} &= (86400 - 12 \times 3600 - 10 \times 60 - 33) + 86400 + (6 \times 3600 + 37 \times 60 + 20) \\ &= 152807 \text{ s} = 42.45^{\text{h}} \end{aligned}$$

Dalla terza legge di Keplero esplicitiamo la massa:

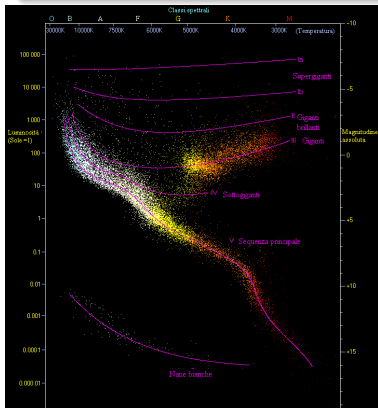
$$M_{\text{Jup}} = \frac{4\pi^2}{GP_{\text{Io}}^2} \times a_{\text{Io}}^3 = \frac{4 \times 3.14159^2}{6.67 \times 10^{-11} \times 152807^2} \times (4.18 \times 10^8)^3 = 1.85 \times 10^{27} \text{ kg}$$

contro un valore accettato di 1.8986×10^{27} kg

Costruzione del diagramma di Hertzsprung-Russell

Vedremo come costruire il diagramma di Hertzsprung-Russell e le informazioni sull'evoluzione stellare che si possono ottenere dal colore e dalla luminosità delle stelle.

Le stelle possiedono colori (quindi temperature) e luminosità assolute diverse. Il diagramma di Hertzsprung-Russell mette in relazione la temperatura delle stelle con la loro luminosità assoluta.



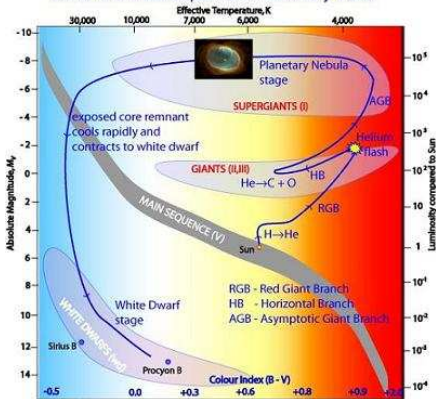
Si osserva come le stelle occupino regioni ben definite di tale diagramma. Questo fatto ci permette di ottenere informazioni sulla loro struttura ed evoluzione.

Costruzione del diagramma di Hertzsprung-Russel

Le stelle, nel corso della loro esistenza, dapprima si posizionano lungo la Sequenza Principale (in funzione della loro massa).

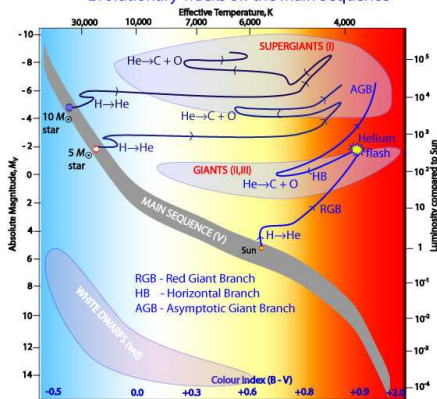
- Quando comincia ad esaurirsi l'idrogeno esse evolvono uscendo da tale sequenza, come giganti e supergiganti che bruciano elio, e risultano un po' più fredde superficialmente.
- La maggior parte delle stelle, di massa relativamente piccola, passa per la fase di nebulosa planetaria e quindi termina la propria vita nella regione delle nane bianche.

Sun's Post-Main Sequence Evolutionary Track



Luca Zangrilli (INAF-OATo)

Evolutionary Tracks off the Main Sequence



Software astronomico per la didattica

January 14, 2020

19 / 38

Costruzione del diagramma di Hertzsprung-Russel

Nel XIX secolo si comprese che i diversi colori delle stelle corrispondevano a diverse temperature superficiali: le stelle piú fredde (circa 2500 K) appaiono rosse, mentre le piú calde (circa 50000 K) appaiono blu. La temperatura delle stelle si misura a partire dal loro spettro continuo.

Le stelle vengono suddivise in 7 tipi spettrali (O, B, A, F, G, K, M), a loro volta suddivisi in 10 sottotipi, 0 a 9 (0 piú caldo, 9 piú freddo). Inoltre viene indicata la classe spettrale, da I a V, da supergigante a stella di Sequenza Principale.

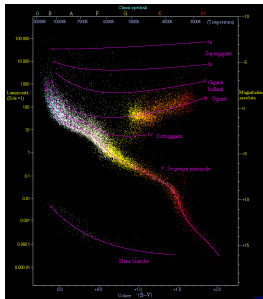


Table: Tabella delle classi spettrali

Classe Spettrale	Temperatura K	Colore
O	30000 - 60000	blu
B	10000 - 30000	blu - bianco
A	7500 - 10000	bianco
F	6000 - 7500	bianco - giallo
G	5000 - 6000	giallo
K	3500 - 5000	arancione
M	2000 - 3500	rosso

Per costruire il diagramma HR sfruttiamo le possibilità di Virtual Observatory offerte da Stellarium. Osserveremo in Stellarium le 25 stelle piú luminose del cielo e poi creeremo un grafico con le loro magnitudini assolute e classi spettrali.

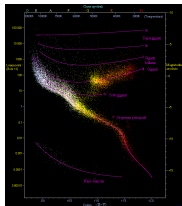
Procedura:

- **Apriamo Stellarium; disattiviamo l'atmosfera e l'orizzonte.**
- **Apriamo la finestra di ricerca e scriviamo il nome di una stella (ex. Sirius).**
- **Nell'angolo in alto a sinistra appaiono tutte le informazioni sull'oggetto selezionato; a noi servono magnitudine assoluta e classe spettrale, che annotiamo in una tabella e riportiamo in grafico come un punto.**
- **Ripetiamo lo stesso procedimento per tutte le 25 stelle.**
- **A questo punto cerchiamo di riconoscere le diverse zone del diagramma HR e scriviamo un commento per ogni stella riguardante la sua posizione nel diagramma e il suo stato evolutivo.**

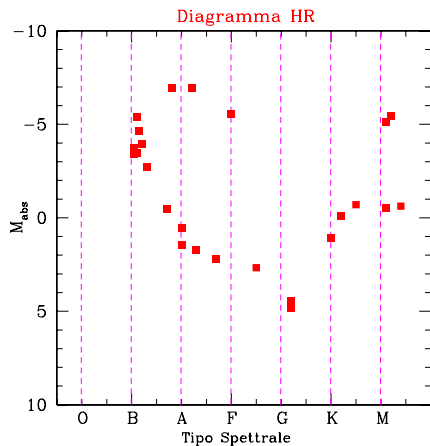
Costruzione del diagramma di Hertzsprung-Russel

Table: Tabella per il diagramma HR

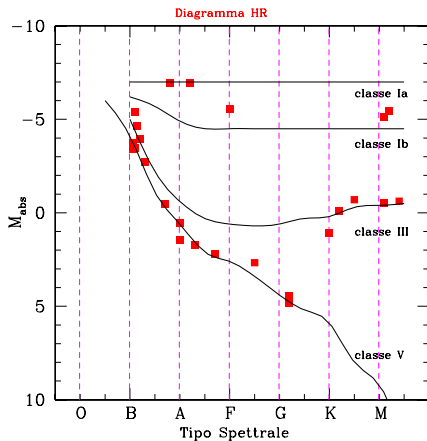
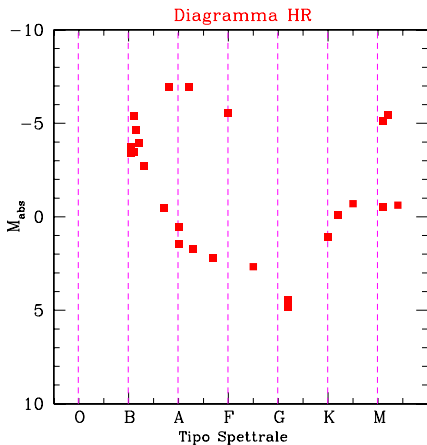
Stella	Magnitudine Assoluta	Tipo spettrale	Costellazione	Commento
Sun	4.83	G2		
Sirius	1.44	A0	CMa	
Rigel Kent	4.45	G2	Cen	
Arcturus	-0.11	K2 III	Boo	
Vega	0.57	A0 V	Lyr	
Capella	-0.54	M1	Aur	
Procyon	2.67	F5 IV-V	Cmi	
Achernar	-2.70	B3 V	Eri	
Betelgeuse	-5.47	M2 I	Ori	
Hadar	0.55	B1 III	Cen	
Acrux	1.25	B0.5 IV	Cru	
Altair	0.75	A7 IV-V	Cyg	
Aldebaran	-0.70	K5 III	Tau	
Antares	-5.10	M1 I	Sco	
Spica	-3.47	B1 V	Vir	
Pollux	1.07	K0 III	Gem	
Fomalhaut	1.72	A3 V	PsA	
Mimosa	-3.41	B0.5 III	Cru	
Regulus	-0.50	B7 V	Leo	
Adhara	-3.97	B2 II	CMa	
Canopus	-5.53	F0 I	Pup	
Gacrux	-0.62	M4 III	Cru	
Shaula	-4.62	B1.5 IV	Sco	
Rigel	-6.96	B8 I	Ori	
Deneb	-6.93	A2 I	Cyg	



Costruzione del diagramma di Hertzsprung-Russel



Costruzione del diagramma di Hertzsprung-Russel



Roemer e la velocità della luce

L'astronomo danese Ole Roemer compì la prima misura della velocità della luce nel 1676.

Cassini scoprì delle discrepanze nelle misure del moto orbitale dei satelliti medicei. Roemer si recò a Parigi come assistente di Cassini e si accorse che i tempi tra le eclissi (in particolare di Io) diventavano più brevi quando la Terra si avvicinava a Giove e più lunghi quando la Terra si allontanava.



Roemer intuì che la discrepanza era dovuta alla velocità finita della luce e valutò che il tempo impiegato dalla luce per percorrere il diametro dell'orbita terrestre fosse di circa 22 minuti (oggi sappiamo essere di circa 16 minuti e 40 secondi.)

Roemer e la velocità della luce

Roemer provò per la prima volta che la velocità della luce è finita. Nel '600 alcuni autorevoli scienziati quali Keplero, Descartes, Cassini, erano convinti che tale velocità fosse infinita (come affermato da Aristotele). Galileo invece era convinto del contrario e tentò senza successo di misurarla.



Quando la Terra si allontana da Giove, la luce che proviene da Io impiega più tempo a raggiungerci, per cui la fine dell'eclissi viene vista con un certo ritardo rispetto alle previsioni. Il contrario avviene quando la Terra si avvicina a Giove.

Le orbite di satelliti medicei hanno le seguenti caratteristiche:

- hanno eccentricità molto piccole (ex. per Io l'eccentricità vale $e = 0,00041$), quindi possono essere considerate circolari;
- le orbite giacciono prossime al piano equatoriale di Giove, piano che non è molto inclinato rispetto all'eclittica, permettendo l'osservazione di transiti ed eclissi;
- i periodi orbitali sono brevi per cui è agevole ottenere un buon numero di misure nel corso di un anno.

Distinguendo eclissi (passaggio nel cono d'ombra di Giove) ed occultazioni (passaggio dietro al disco), possiamo considerare il tempo intercorrente tra due eclissi successive praticamente uguale al periodo di rivoluzione del satellite. Quando la Terra è tra una opposizione e una congiunzione da Terra si osserva solo il termine delle eclissi (quando il satellite scompare si tratta di un'occultazione); il contrario avviene quando la Terra è tra congiunzione e opposizione.

Caso in cui la Terra si trova tra opposizione e congiunzione.

Detto t_1 il tempo di fine eclisse di Io, con la Terra in posizione P_1 , dato un valore finito per la velocità della luce c , la fine eclisse verrà vista da Terra al tempo

$$t_{1Terra} = t_1 + \frac{d_1}{c}$$

dove d_1 è la distanza tra Giove e la Terra quando la Terra è in P_1 . Quando avverrà la fine eclisse successiva, la Terra sarà nella posizione P_2 , e il fenomeno verrà visto al tempo

$$t_{2Terra} = t_2 + \frac{d_2}{c}$$

Considerando la differenza dei due tempi abbiamo:

$$T_{IoTerra} = t_{2Terra} - t_{1Terra} = T_{Io} + \frac{d_2 - d_1}{c}$$

dove T_{Io} è il periodo orbitale sidereo di Io e $T_{IoTerra}$ è quello misurato da Terra.

Dopo N rotazioni di Io, dopo che la Terra si è allontanata da Giove per una distanza pari al diametro dell'orbita terrestre, per un osservatore terrestre N eclissi avvengono in un intervallo di tempo

$$\Delta t = t_{2Terra} - t_{1Terra} = NT_{Io} + \frac{d_{max} - d_{min}}{c}$$

Il ritardo accumulato per N è:

$$R = \Delta t - NT_{Io} = \frac{d_{max} - d_{min}}{c}$$

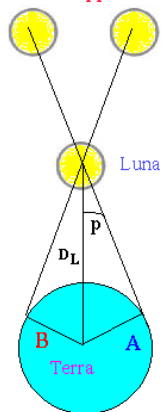
che Roemer misurò essere di 22 minuti.

$$c = \frac{d_{max} - d_{min}}{R} = 210000km/s$$

Misura della distanza Terra-Luna

La distanza della Luna dalla Terra può essere compiuta a partire dal valore di parallasse, misurato da due osservatori diversi sulla Terra.

Posizione apparente della Luna



D = distanza
terra-luna

p = parallasse
geocentri-
ca terra
luna

A e B sono due
osservatori
sulla superficie
terrestre che
osservano la
Luna da due
diversi punti di
vista

La distanza Terra-Luna D_{TL} è data da:

$$D_{TL} = \frac{d_{AB}/2}{\tan \pi''}$$

dove d_{AB} è la distanza dei due osservatori, e π'' è l'angolo di parallasse, ovvero metà della differenza angolare delle due posizioni della Luna misurate.

Misura della distanza Terra-Luna

The screenshot shows a software interface for astronomical observation. A central window titled "Località" (Location) is open, displaying a world map with a red dot indicating the current location. The location is identified as "Santa Cruz de la Palma, Spain". Below the map, there are input fields for "Nome/Città" (Santa Cruz de la Palma), "Nazione" (Spagna), and "Pianeta" (Terra). The "Informazioni sulla locazione corrente" (Current location information) section shows the following data:

Field	Value
Latitudine	N 28° 41' 0.64"
Longitudine	O 17° 45' 51.16"
Altitudine	18 m

Additional controls include a search bar with "Santa Cruz de La Palma" entered, a "Reimposta la lista delle località" button, and checkboxes for "Usa la località corrente come predefinita" and "Imposta località automaticamente attraverso la Rete". A status bar at the bottom of the window displays: "Terra, Santa Cruz de la Palma, 18m", "FOV 60°", "50.7 FPS", and "2020-01-14 00:00:15 utc+01:00".

Misura della distanza Terra-Luna

The screenshot shows a software interface for astronomical observation. A central dialog box titled "Località" (Location) is open, displaying a world map with a red pin over India. The selected location is "New Delhi, India". Below the map, there are input fields for "Nome/Città" (Name/City) set to "New Delhi", "Nazione" (Country) set to "India", and "Pianeta" (Planet) set to "Terra" (Earth). The "Informazioni sulla locazione corrente" (Current location information) section shows: Latitude: N 28° 38' 8.73", Longitude: E 77° 13' 28.02", and Altitude: 212 m. There are buttons for "Ritorna alla località predefinita" (Return to default location), "Cancella" (Cancel), and "Aggiungi alla lista" (Add to list). At the bottom of the dialog, there are checkboxes for "Usa la località corrente come predefinita" (Use current location as default) and "Imposta località automaticamente attraverso la Rete" (Set location automatically through the network).

At the bottom of the main window, a status bar displays: "Terra, New Delhi, 212m", "FOV 60°", "51.2 FPS", and "2020-01-14 00:00:15 UTC+01:00".

Misura della distanza Terra-Luna

Luna

Tipo: luna
Magnitudine: -12.12 (estinta a: -11.95)
Magnitudine assoluta: 32.53
RA/Dec (J2000.0): 10h46m5.98s/+12°04'31.3"
RA/Dec (in data): 10h47m10.38s/+11°58'03.6"
Angolo orario/DE: 1h47m51.65s/+11°58'47.8" (apparente)
Az/Alt: +223°19'35.5"/+49°43'28.7" (apparente)
Longitudine/latitudine eclittica (J2000.0): +158°23'00.3"/+3°56'15.8"
Longitudine/latitudine eclittica (in data): +158°40'04.3"/+3°56'17.9"
Obliquità dell'eclittica (in data): +23°26'12"
Longitudine/latitudine galattica: -126°07'12.7"/+57°00'29.9"
Tempo Siderale Medio: 12h35m4.7s
Tempo Siderale Apparente: 12h35m3.7s
Distanza: 0.002414UA (361142.679 km)
Diametro apparente: +0°33'04.6"
Periodo siderale: 27.32 giorni (0.075 a)
Giorno Siderale: 655h43m11.5s
Giorno Solare Medio: 708h44m2.8s
Angolo di Fase: +48°14'14"
Elongazione: +134°39'47"
Fase: 0.85
Illuminato: 85.2%

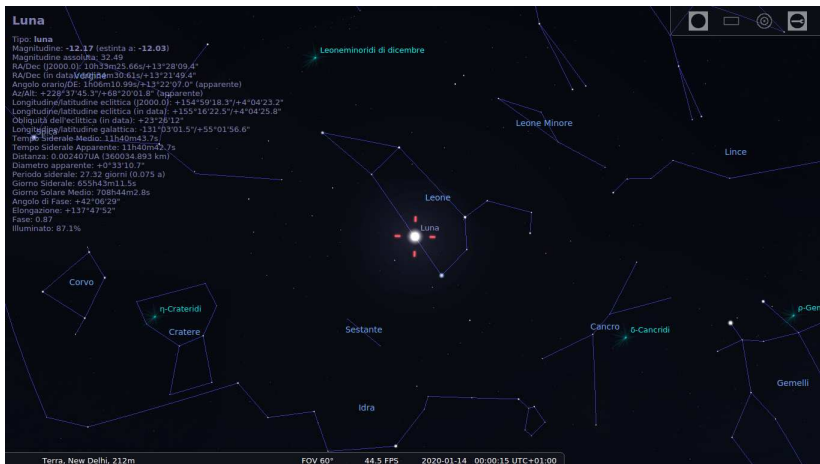


Terra, Osservatorio Astronomico di Torino, Om FOV 1.1° 29.8 FPS 2020-01-14 05:31:32 UTC+01:00

Misura della distanza Terra-Luna

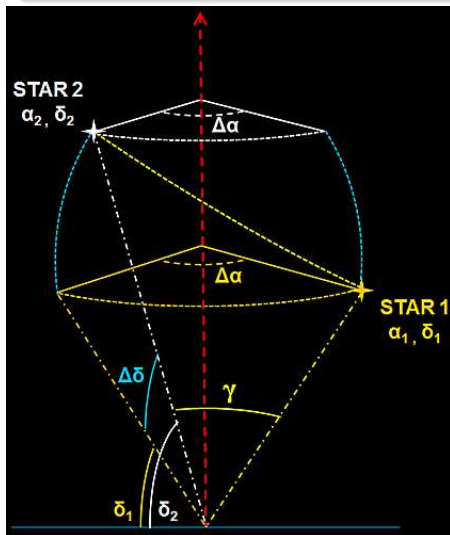


Misura della distanza Terra-Luna



Misura della distanza Terra-Luna

Distanza angolare tra due oggetti in cielo:



Relazione esatta:

$$\cos \theta_{12} = \sin \delta_1 \sin \delta_2 + \cos \delta_1 \cos \delta_2 \cos \Delta\alpha$$

dove δ è la declinazione e α l'ascensione retta, in coordinate equatoriali; oppure, per piccole distanze:

$$\theta_{12} = \sqrt{\cos^2 \delta \cdot \Delta\alpha^2 + \Delta\delta^2}$$

dove $\Delta\alpha$ è la differenza in ascensione retta, e $\Delta\delta$ è la differenza in declinazione.

Distanza angolare tra due osservazioni lunari. Le differenze in ascensione e declinazione sono:

$$\Delta\alpha = 10^h 39^m 4.84^s - 10^h 34^m 30.61^s = ((39 + 4.84/60) - (34 + 30.61/60))/60 * 360/24 = 1.142625^\circ$$

$$\Delta\delta = 13^\circ 12' 22.4'' - 13^\circ 21' 49.4'' = ((12 + 22.4/60) - (21 + 49.4/60))/60 = -0.1575$$

Misura della distanza Terra-Luna

Distanza angolare tra i due osservatori:



Distanza da Nuova Delhi a Santa Cruz de la Palma: 8958 km; la corda tra i due siti è di 7966 km.

$$\cos \theta_{12} = \sin(13.20622) \sin(13.36372) + \cos(13.20622) \cos(13.36372) \cos(1.142625^\circ) = 0.9998$$

$$\theta_{12} = 1.14593^\circ$$

$$d_{TL} = \frac{7966/2}{\tan(1.14593/2)} = 398271 \text{ km}$$

La prima legge di Keplero afferma che le traiettorie dei pianeti sono delle ellissi, di cui il Sole occupa uno dei fuochi.

It is characterized by a length of its semi-major axis, the length b of its semi-minor axis, the two foci S and S' , and its center C .

$$\frac{T^2}{a^3} = \text{costante}$$

dove il valore della costante è:

$$\text{costante} = \frac{4\pi^2}{GM}$$

L'idea consiste nel misurare l'ampiezza della traiettoria e la durata di un'orbita, per una stella in prossimità del centro galattico.

I dati di cui faremo uso consistono in immagini nell'infrarosso di un gruppo di stelle che orbitano attorno al centro galattico.

Le immagini sono state acquisite con lo strumento NACO (abbreviazione di NAOS-CONICA, ovvero NaCo Nasmyth Adaptive Optics System (NAOS) Near-Infrared Imager and Spectrograph (CONICA)), al telescopio Yepun del VLT.



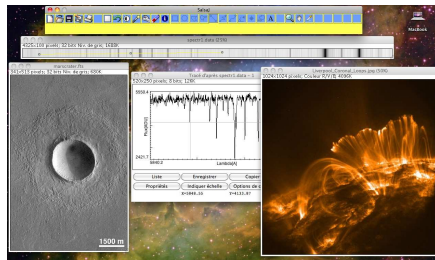
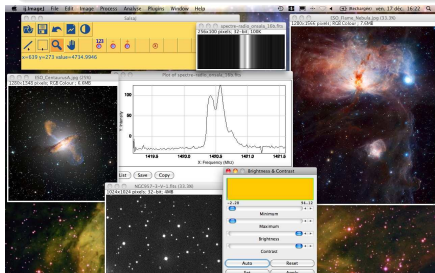
L'osservatorio VLT di Cerro Paranal e la Via Lattea



Il software per l'analisi dati

SalsaJ è un software libero, pensato per essere utilizzato da studenti, sviluppato per il progetto EU-HOU.

SalsaJ è pensato per essere di facile installazione, e per permettere agli studenti di vedere, analizzare ed esplorare vere immagini astronomiche, in modo simile a quello utilizzato da chi svolge ricerca.



Misura della massa del buco nero galattico

Facciamo partire SalsaJ e scarichiamo le immagini.

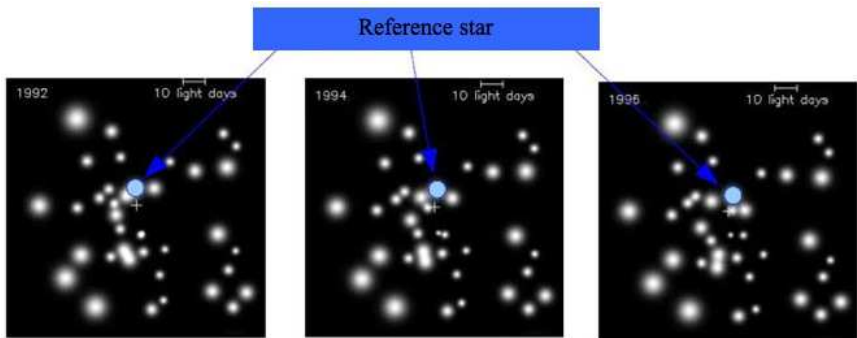
Selezioniamo *Open* dal menu *File*; nel direttorio *Data/images_bh* selezioniamo i 12 file FITS di immagini del centro galattico: *tn000.fits*, *tn010.fits*, *tn020.fits*, *tn030.fits*, *tn040.fits*, *tn050.fits*, *tn060.fits*, *tn070.fits*, *tn080.fits*, *tn090.fits*, *tn100.fits*, *tn110.fits*.

The screenshot displays the SalsaJ software interface. At the top, the main window has a menu bar with 'File', 'Edit', 'Image', 'Process', 'Analyze', 'Plugins', 'Window', and 'Help'. Below the menu bar is a toolbar with various icons for file operations and image processing. A secondary toolbar below that includes a straight line selection tool, a selection box, a magnifying glass, a hand, and zoom controls. The text 'Straight line selection' is visible below the second toolbar. In the bottom-left corner, a 'Log' window is open, showing a list of file opening operations: 'Opening: /home/luca/EDU/salsaj/Salsaj_with_ma'. In the bottom-right corner, a window titled 'tn109.fits' is visible, showing a grayscale image of a star field with a scale bar labeled '10 light days' and the number '2002.9'. The text '256x256 pixels; 32-bit; 256K' is also present above the image.

Misura della massa del buco nero galattico

Il moto orbitale in un filmato

- **selezionare** *Upload images in stack nel menu Stacks di Images;*
- **facciamo partire l'animazione:** *Start animation;*
- **cosa osserviamo?**
- **fermiamo l'animazione e torniamo alla prima immagine; individuiamo la stella di riferimento (nota: risulta un po' confusa assieme ad un'altra stella).**



Caratteristiche del moto orbitale:

- seguiamo il moto orbitale per mezzo della freccia a destra;
- la stella fa un giro completo?
- per quanti anni viene seguito il moto orbitale? possiamo stimare il periodo orbitale?

Determinazione della traiettoria:

- prendiamo nota delle coordinate (in pixel) della stella nel corso della sua orbita;
- compiliamo una tabella excel, dove riportiamo il tempo, e le coordinate x e y ;

Misura del semiasse maggiore dell'orbita:

- dopo aver inserito in dati nel foglio elettronico, si faccia un grafico (tool *Chart* menu *Insert*; si usi l'opzione *scatter* nella colonna a sinistra; quindi *Next*)
- si selezioni lo strumento *Ellipse* nella toolbar in basso, e si disegni un'ellisse, che passi approssimativamente per i punti misurati, anche variando l'inclinazione; si selezioni la trasparenza per il riempimento;
- misuriamo la lunghezza dell'asse maggiore dell'ellisse:

$$2 \times a = \dots \text{pixels}$$

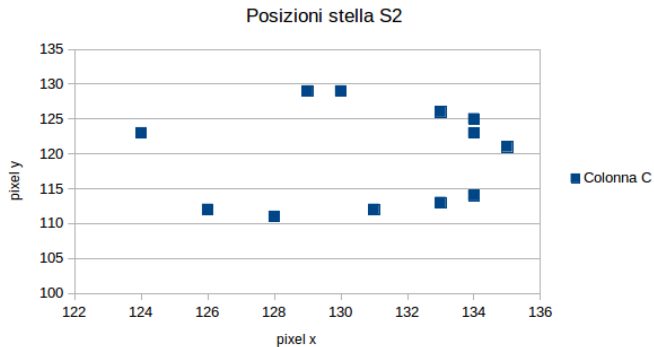
possiamo far uso dello strumento *line*

Misura della massa del buco nero galattico

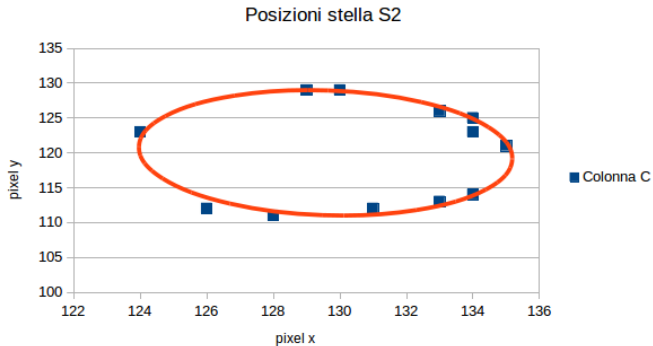
Misure di posizione

Tempo (anno)	coordinata x (pixel)	coordinata y (pixel)
1992	126	112
1993	128	111
1995	131	112
1997	133	113
1997.6	134	114
2000	135	121
2000.6	134	123
2001	134	125
2001.5	133	126
2002	130	129
2002.2	129	129
2002.9	124	123

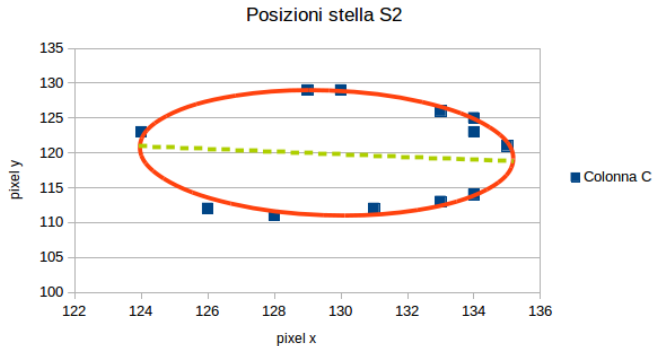
Misura della massa del buco nero galattico



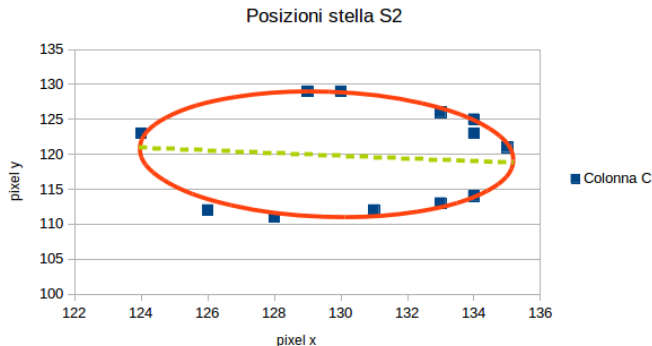
Misura della massa del buco nero galattico



Misura della massa del buco nero galattico



Misura della massa del buco nero galattico



Lunghezza dell'asse maggiore dell'ellisse:

$$2a = \sqrt{8.79^2 + 0.35^2} = 8.80 \text{ cm}$$

fattore di scala: 7.82 cm = 10 pixel $\rightarrow 2a = 11.25 \text{ pixel}$

Misuro la scala delle immagini:

$$10\text{giorni luce} = 197 - 174 + 1 = 24 \text{ pixel}$$

Misuro la scala delle immagini:

$$10\text{giorni luce} = 197 - 174 + 1 = 24 \text{ pixel}$$

Dimensioni lineari dell'asse maggiore:

$$2a = \frac{10}{24} \times 11.25 = 4.69\text{giorni luce} = 4.69 \times 3 \times 10^8 \times 86400 = 1.22 \times 10^{14} \text{ m}$$

$$a = 6.08 \times 10^{13} \text{ m}$$

- **Periodo stimato:** $P = 14$ anni
- **applicazione della Terza Leggi di Keplero:**

$$M = \frac{a^3}{P^2} \times \frac{4\pi^2}{G} = 6.81 \times 10^{35} \text{ kg}$$

Misura della massa del buco nero galattico

Direzione di osservazione



Ellisse orbitale reale



Ellisse proiettata
sul piano del cielo

Misura della massa del buco nero galattico

$$P = 16.0518 \text{ anni}$$

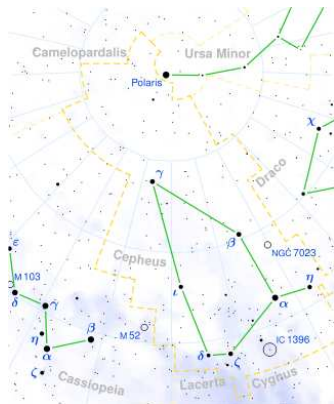
$$a = 0.12540''$$

$$d = 7.940 \text{ Kpc}$$

Le stelle Cefeidi

Il giorno 10 Settembre 1784, l'astronomo Edward Pigott scoprì la variabilità della stella *Eta Aquilae*, la prima rappresentante delle *variabili Cefeidi*.

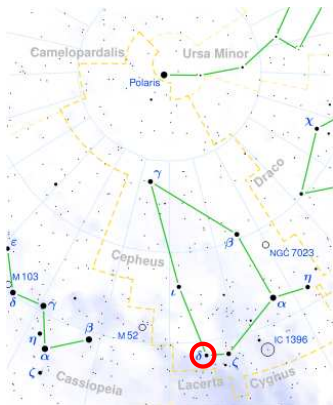
Tuttavia, quella che divenne il prototipo per tali oggetti, la stella *Delta Cephei*, fu scoperta da John Goodricke qualche mese più tardi, nel corso di una serie di osservazioni dal 19 Ottobre 1784 fino al 28 Dicembre dello stesso anno.



Le stelle Cefeidi

Il giorno 10 Settembre 1784, l'astronomo Edward Pigott scoprì la variabilità della stella *Eta Aquilae*, la prima rappresentante delle *variabili Cefeidi*.

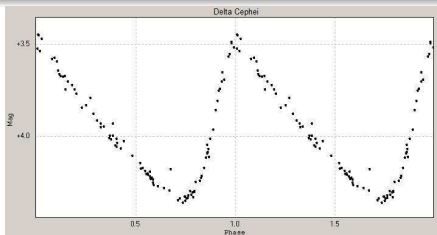
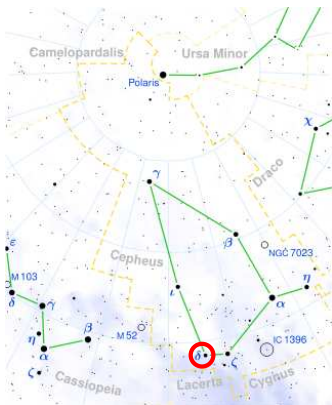
Tuttavia, quella che divenne il prototipo per tali oggetti, la stella *Delta Cephei*, fu scoperta da John Goodricke qualche mese più tardi, nel corso di una serie di osservazioni dal 19 Ottobre 1784 fino al 28 Dicembre dello stesso anno.



Le stelle Cefeidi

Il giorno 10 Settembre 1784, l'astronomo Edward Pigott scoprì la variabilità della stella *Eta Aquilae*, la prima rappresentante delle *variabili Cefeidi*.

Tuttavia, quella che divenne il prototipo per tali oggetti, la stella *Delta Cephei*, fu scoperta da John Goodricke qualche mese più tardi, nel corso di una serie di osservazioni dal 19 Ottobre 1784 fino al 28 Dicembre dello stesso anno.



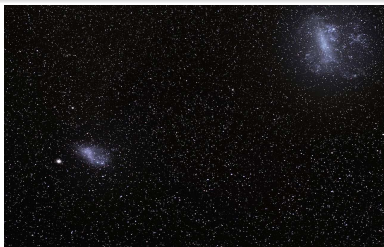
Curva di luce di Delta Cephei: magnitudine in funzione della fase.

Le cefeidi cambiando periodicamente la loro luminosità, passando con continuità da un minimo a un massimo di splendore, tra le magnitudini 4.37 e 3.48; l'intervallo tra due massimi (periodo) è di 5,366341 giorni.

Le stelle Cefeidi

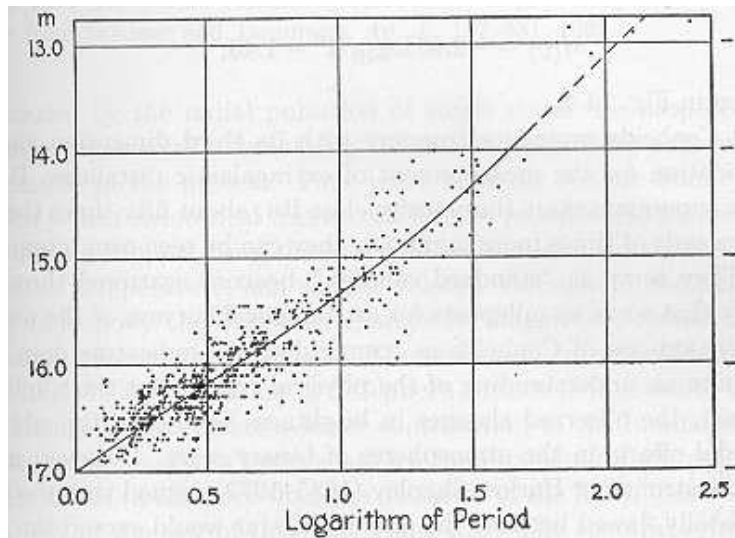
Nel 1908 Henrietta Swan Leavitt compì uno studio su migliaia di stelle variabili nelle Nubi di Magellano, e scoprì che le stelle Cefeidi seguono una relazione periodo-luminosità.

Leavitt pubblicò il suo studio nel 1912, riguardante una ventina di Cefeidi della Piccola Nube di Magellano. Sebbene all'epoca la distanza della Nube non era nota, tali stelle potevano essere considerate tutte alla stessa distanza, qualunque essa fosse. Fu quindi possibile stabilire l'esistenza di una relazione tra la loro luminosità assoluta e il periodo di variabilità, relazione che però andava calibrata.



$$M_V = -2.85 \times \log_{10} P_{\text{giorni}} - 1.37$$

Cefeidi nella SMC



Henrietta Swan Leavitt

Leavitt iniziò a lavorare nel 1893 presso l'Osservatorio di Harvard come una *computer*, cioè con le mansioni di calcolatrice manuale per studiare le lastre fotografiche delle stelle e svolgere calcoli.



Nel gruppo delle computers di Harvard ricordiamo anche miss Cannon e miss Maury, per aver formulato la moderna classificazione spettrale delle stelle.

Henrietta Swan Leavitt

Leavitt iniziò a lavorare nel 1893 presso l'Osservatorio di Harvard come una *computer*, cioè con le mansioni di calcolatrice manuale per studiare le lastre fotografiche delle stelle e svolgere calcoli.

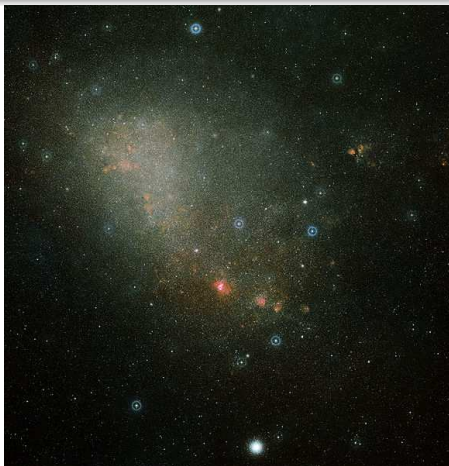
Leavitt lavorò afflitta da problemi di salute (soffrì di una malattia che la rese sorda) e doveri familiari. Dal 1921 Harlow Shapley la mise a capo della sezione di fotometria astronomica. Morì di tumore alla fine di quell'anno.



Fu presa in considerazione come candidata al premio Nobel. Tuttavia ciò accadde senza che si sapesse della sua avvenuta morte.

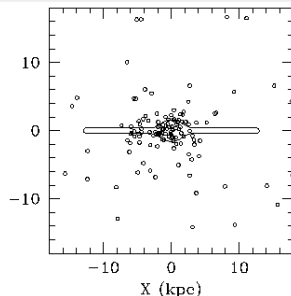
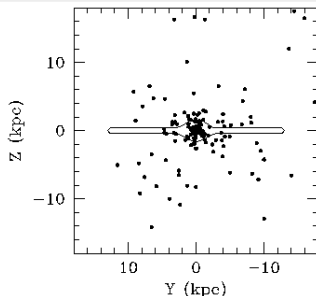
Le stelle cefeidi

Applicando la scoperta ai suoi dati, l'astronomo danese Einar Hertzsprung (1873-1967) provó dunque a determinare la distanza della Piccola Nube, ottenendo un valore di 37 mila anni luce (in realtà si trova a circa 200 mila anni luce).



Le stelle cefeidi

Sei anni più tardi anche Harlow Shapley (1885-1972) riprese l'intuizione di Miss Leavitt e, dopo aver calibrato la relazione, la utilizzò per determinare la distanza di alcuni ammassi globulari della Via Lattea, misure che poi utilizzò per sostenere la sua tesi che la nostra Galassia coincidesse con l'intero universo.



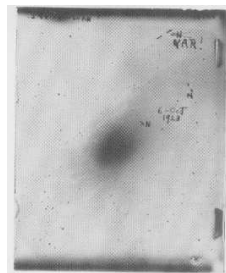
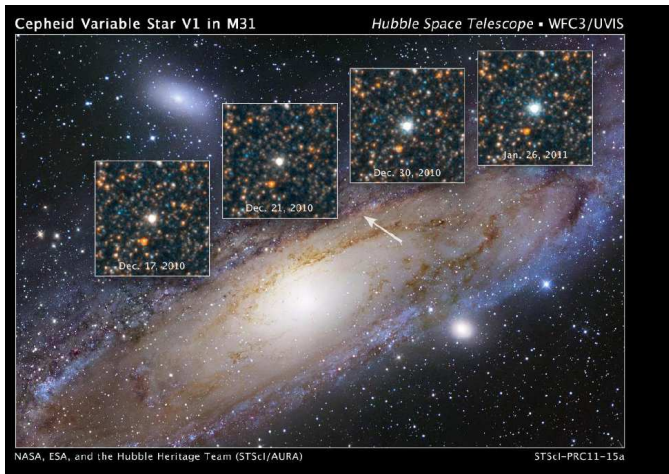
Le cefeidi come candele standard

La relazione periodo-luminosità fu quindi calibrata usando stelle Cefeidi molto vicine, per le quali la distanza era misurabile con il metodo delle parallassi stellari, che è applicabile solo per oggetti vicini, che si trovano a distanze non superiori ai 100 parsec. Hertzsprung determinò la distanza di parecchie cefeidi della Via Lattea.



Nel 1924 Edwin Hubble scoprì alcune Cefeidi nella Nebulosa di Andromeda (M31) e le utilizzò per calcolare la distanza di quella galassia, dimostrando come Shapley e i suoi sostenitori avessero torto sull'appartenenza o meno delle galassie alla Via Lattea. Concluse a questo riguardo la discussione avviata dal Grande Dibattito.

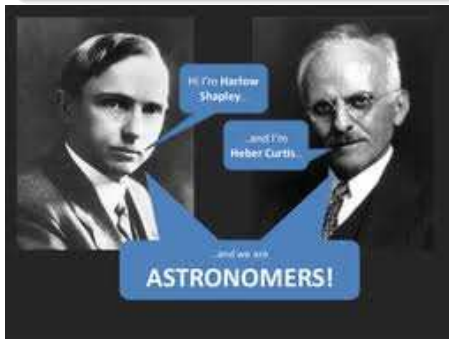
Cefeidi in M31



Il grande dibattito

Nell'auditorium del Natural History Museum di Washington, patrocinato dall'Accademia delle Scienze, il 26 Aprile del 1920 si tenne un dibattito scientifico sul tema: La Scala dell'Universo.

Esso passò alla storia della letteratura scientifica come il Grande Dibattito. Gli oratori che intervennero, con un discorso di 35 minuti ognuno, furono Harlow Shapley e Heber D. Curtis.



Curtis e Shapley si ritrovarono sullo stesso treno diretto a Washington (forse la cosa non fece piacere a nessuno dei due) e non poterono evitarsi, ma di tutto discussero, di classici della letteratura, di musica, di filosofia, fuorchè di astronomia.

Non si trattò di un vero e proprio dibattito bensì di un simposio:

i due scienziati, la mattina di quel giorno, presentarono indipendentemente delle ricerche tecniche riguardo alla struttura a grande scala dell'Universo, mentre la sera presero parte ad una discussione congiunta.

La posizipone di Shapley

Shapley riteneva (erroneamente) che la Via Lattea costituisse la totalità dell'Universo, e che le nebulose spiraliformi, come la Grande Nebulosa di Andromeda, fossero semplicemente parte di essa.

Come prova citò una nova osservata nella Nebulosa di Andromeda, che aveva temporaneamente superato in luminosità il nucleo stesso dell'oggetto: le stime energetiche per una nova sarebbero state non plausibili.



Misurò la distanza degli ammassi globulari con il metodo delle Cefeidi e quello spettrofotometrico, deducendo che la loro distribuzione era sferica e centrata nel centro galattico. Quindi il Sole è in posizione periferica.

La posizipone di Curtis

Curtis riteneva che Andromeda, e altre nebulose dalle caratteristiche simili, fossero delle entità separate dalla Via Lattea, e le denominò *galassie o Universi-isola*.

Dimostrò Andromeda produceva più novae della Via Lattea, quindi doveva necessariamente essere un'entità distinta e distante. Ulteriori prove erano la presenza di bande oscure, simili a quelle della Via Lattea.



Dedusse con i mezzi della statistica stellare che la Galassia ha una forma appiattita con raggio di 30.000 anni luce, e che (erroneamente) il Sole si trova nei pressi del centro della Galassia.

Importanza del confronto.

Certamente fu importante per:

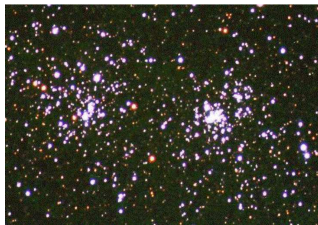
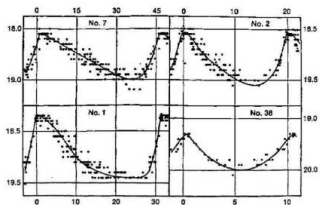
- la natura dell'oggetto: l'Universo, il primo convegno scientifico dedicato a tale argomento;
- l'autorevolezza dei due oratori;
- l'importanza della controversia in atto: due scuole di pensiero, due grandi istituzioni (Mount Wilson e Lick Observatory), che si confrontarono;
- la risonanza internazionale del dibattito e le sue conseguenze ebbero;
- le sconvolgenti deduzioni, frutto di ricerche scientifiche recentissime, che pubblicamente furono presentate per la prima volta.

Hubble si inserì immediatamente in questo dibattito di frontiera e diede alcuni tra i contributi più importanti per la fondazione della moderna cosmologia:

- misurò della distanza delle galassie (la prima fu M31);
- stabilì, a partire dai lavori di Humason, la relazione tra la distanza e la velocità di recessione delle galassie (legge di Hubble);
- propose una prima classificazione delle galassie.

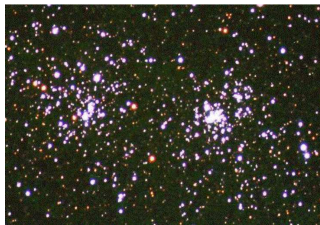
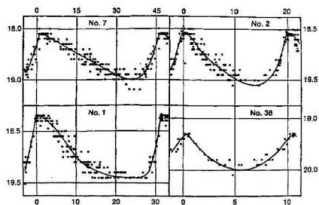


Le stelle Cefeidi



Riassunto delle principali proprietà:

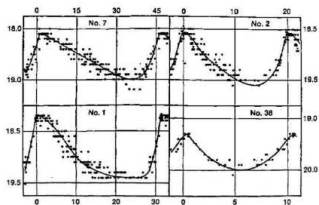
Le stelle Cefeidi



Riassunto delle principali proprietà:

- Le Cefeidi sono stelle variabili ($\Delta m \sim 1$) di massa $M > 5M_{\text{sunb}}$, periodo $P = 1 - 50$ giorni;

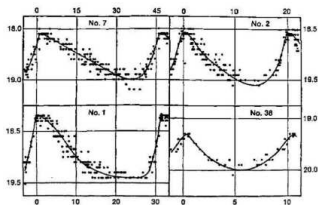
Le stelle Cefeidi



Riassunto delle principali proprietà:

- Le Cefeidi sono stelle variabili ($\Delta m \sim 1$) di massa $M > 5M_{\text{sunb}}$, periodo $P = 1 - 50$ giorni;
- negli ammassi globulari esse possiedono un periodo $P < 15$ giorni;

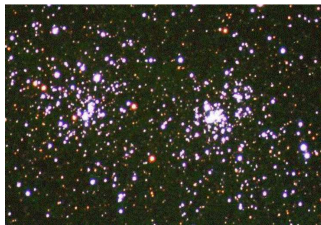
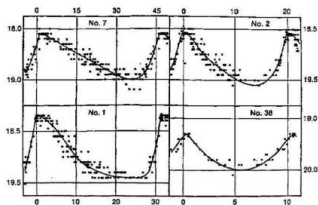
Le stelle Cefeidi



Riassunto delle principali proprietà:

- Le Cefeidi sono stelle variabili ($\Delta m \sim 1$) di massa $M > 5M_{\text{sun}}$, periodo $P = 1 - 50$ giorni;
- negli ammassi globulari esse possiedono un periodo $P < 15$ giorni;
- nelle associazioni stellari (e.g. η e χ Per) il periodo è $P > 15$ giorni;

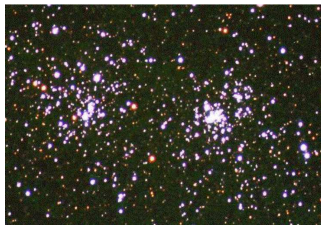
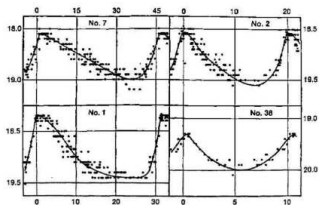
Le stelle Cefeidi



Riassunto delle principali proprietà:

- Le Cefeidi sono stelle variabili ($\Delta m \sim 1$) di massa $M > 5M_{\text{sun}}$, periodo $P = 1 - 50$ giorni;
- negli ammassi globulari esse possiedono un periodo $P < 15$ giorni;
- nelle associazioni stellari (e.g. η e χ Per) il periodo è $P > 15$ giorni;
- si tratta di stelle giovani di popolazione I estrema quindi si osservano nei bracci di spirale (dove ci sono polveri e c'è l'estinzione);

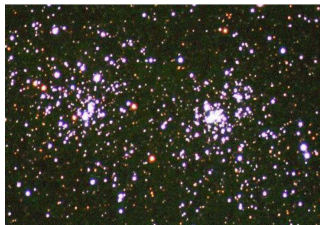
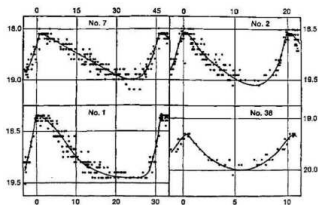
Le stelle Cefeidi



Riassunto delle principali proprietà:

- Le Cefeidi sono stelle variabili ($\Delta m \sim 1$) di massa $M > 5M_{\text{sunb}}$, periodo $P = 1 - 50$ giorni;
- negli ammassi globulari esse possiedono un periodo $P < 15$ giorni;
- nelle associazioni stellari (e.g. h e χ Per) il periodo è $P > 15$ giorni;
- si tratta di stelle giovani di popolazione I estrema quindi si osservano nei bracci di spirale (dove ci sono polveri e c'è l'estinzione);
- nel 1912 H. Leavitt studiando ~ 2000 cefeidi nella SMC scoprì la relazione periodo-luminosità: $P \propto L$, ovvero le cefeidi in media più luminose hanno periodi di variabilità lunghi;

Le stelle Cefeidi

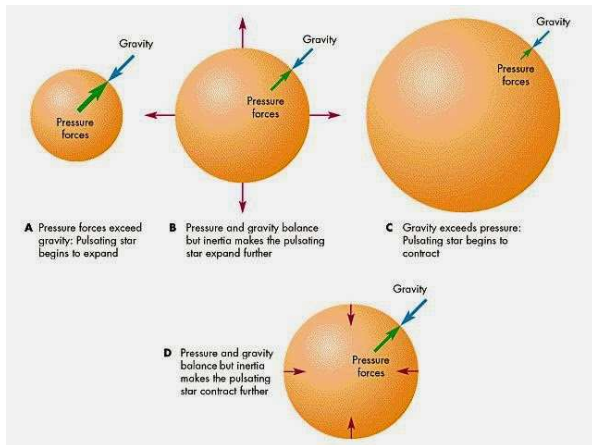


Riassunto delle principali proprietà:

- Le Cefeidi sono stelle variabili ($\Delta m \sim 1$) di massa $M > 5M_{\text{sun}}$, periodo $P = 1 - 50$ giorni;
- negli ammassi globulari esse possiedono un periodo $P < 15$ giorni;
- nelle associazioni stellari (e.g. η e χ Per) il periodo è $P > 15$ giorni;
- si tratta di stelle giovani di popolazione I estrema quindi si osservano nei bracci di spirale (dove ci sono polveri e c'è l'estinzione);
- nel 1912 H. Leavitt studiando ~ 2000 cefeidi nella SMC scoprì la relazione periodo-luminosità: $P \propto L$, ovvero le cefeidi in media più luminose hanno periodi di variabilità lunghi;
- la distanza di alcune cefeidi è stata ottenuta da relazioni calibrate con gli indicatori geometrici (o fotometrici), permettendo di stabilire la loro luminosità assoluta in funzione del periodo osservato.

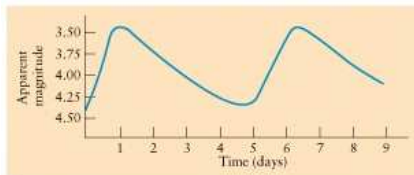
Le stelle Cefeidi

La variabilità delle cefeidi viene spiegata da un meccanismo che le fa espandere e contrarre periodicamente, ovvero le fa pulsare, da cui il nome di variabili pulsanti (le cefeidi non sono le uniche rappresentatnti di tale classe).

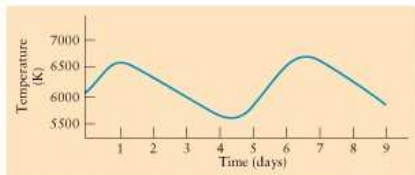


Le stelle Cefeidi

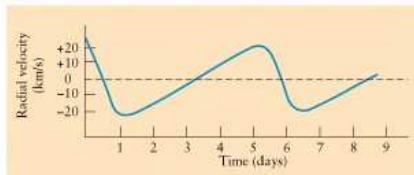
Proprietà osservative delle cefeidi: viene mostrata la correlazione tra variazioni di luminosità, temperatura, tipo spettrale, velocità radiale e raggio.



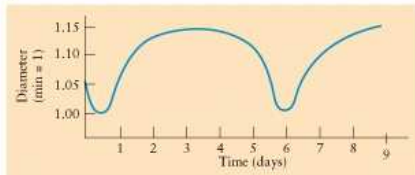
a



b



c



d

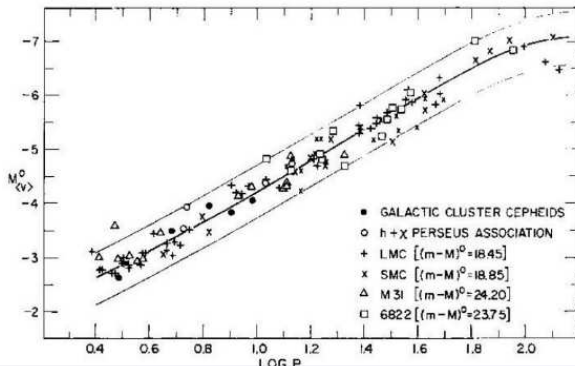
Metodo delle Cefeidi

Le cefeidi come indicatori di distanza:

dalla relazione P-L e dal modulo di distanza $m - M$ si ricava la distanza:

$$\langle M_V \rangle = -2.80 \log P(\text{giorni}) - 1.43$$

$$m - \langle M_V \rangle = 5 \log d(\text{pc}) - 5 \quad \rightarrow \quad d(\text{pc}) = 10^{\frac{m - \langle M_V \rangle + 5}{5}}$$

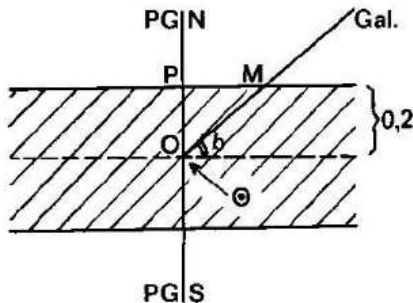


Metodo delle Cefeidi

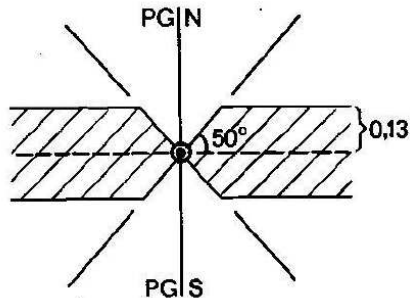
È possibile tenere conto della dipendenza dal colore e dall'assorbimento galattico:

$$\langle M_V \rangle = -3.53 \log P(\text{giorni}) - 2.13(B - V) + 2.25$$

$$m - M = 5 \log d(\text{pc}) - 5 + A$$



$$OM = OP |\operatorname{cosec} b|$$
$$A_B(90^\circ) = 0,2 \text{ mag.}$$



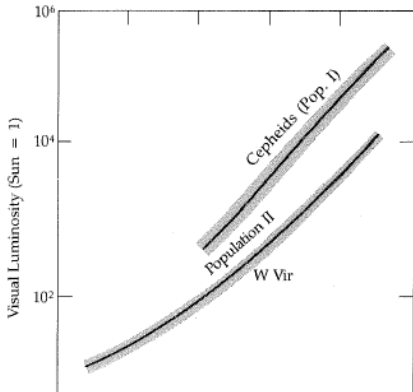
Modèle S + T

$$A_B(|b| > 50^\circ) = 0$$

Le stelle Cefeidi

Un ritocco sostanziale alla relazione di Shapley venne apportato nel 1952 da Walter Baade grazie allo studio delle prime immagini fotografiche della Galassia M31, ottenute con il nuovo telescopio da 5 metri di Monte Palomar.

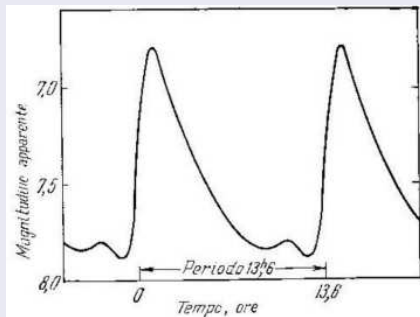
Si scoprì inoltre che esistevano almeno due popolazioni di Cefeidi caratterizzate ciascuna da una differente relazione P-L. Questo portò a una revisione (praticamente un raddoppio) della scala delle distanze.



Esistono due tipi di cefeidi: le cefeidi classiche, di popolazione I, e le W Virginis, di popolazione II, che obbediscono a leggi P-L differenti.

Le RR Lyrae sono stelle variabili

- **variabilità:** $0.5 < \Delta m < 1.5$;
- **massa:** $M \sim 1M_{sun}$;
- **periodo:** $P = 1.5$ ore - 1 giorno;
- **stelle vecchie di popolazione II di alone con $P > 0.4$ giorni;**
- **stelle vecchie di popolazione di disco con $P < 0.4$ giorni;**
- **esiste una relazione P-L.**



La calibrazione della relazione P-L delle RR Lyrae viene fatta con metodi della parallasse secolare e statistica; studiando RR Lyrae delle LMC e SMC; con il metodo di Baade-Wesselink. Le RR Lyrae hanno magnitudini assolute $M_v \sim 0.6$ e possono essere studiate con HST fino $m - M \sim 27$, quindi $D=3$ [Mpc] ovvero fino al Gruppo Locale.

Le RR Lyrae

Dalla relazione P-L e dal modulo di distanza m-M si ricava la distanza:

$$\langle M_k \rangle = -2.3 \log P(\text{giorni}) - 0.88$$

$$m - M = 5 \log d(\text{pc}) - 5 + A$$

È possibile tenere conto della dipendenza dalla metallicità:

$$\langle M_k \rangle = -2.0 \log P(\text{giorni}) - 0.06[Fe/H] - 0.7$$

Table: Dati di Cefeidi classiche.

Nome	P(giorni)	M_V
SU Cas	1.949	-2.53
DT Cyg	2.499	-2.69
SZ Tau	3.149	-2.95
T Vul	4.436	-3.22
CE Cas B	4.479	-3.21
CE Cas A	5.141	-3.28
V 386 Cyg	5.258	-3.30
delta Cep	5.366	-3.52
VY Per	5.532	-3.91
MW Cyg	5.954	-3.64
U Sgr	6.745	-3.93
eta Aql	7.177	-3.84
S Sge	8.382	-4.01
BZ Cyg	10.142	-4.22
SZ Cyg	15.110	-4.65
CD Cyg	17.074	-4.78
T Mon	27.021	-5.28
U Car	38.768	-5.67
SV Vul	45.035	-5.87

Table: Dati di W Virginis.

Nome	P(giorni)	M_V
V43 om Cen	1.157	-0.56
BL Her	1.307	0.16
V60 om Cen	1.349	-0.41
V1 M15	1.438	-0.24
SW Tau	1.584	-0.05
V6 M13	2.113	-0.37
TU Cas	2.139	-0.38
AP Her	10.416	-2.09
SZ Cas	13.633	-2.39
V154 M3	15.29	-2.51
W Vir	17.274	-2.6
V170 M31	17.35	-3.02
V5 M2	17.61	-2.10
V2 M10	18.73	-2.44
V55 M31	19.26	-2.73
RU Cam	22.354	-2.9
RX Lib	24.933	-3.0
TW Cap	28.610	-3.19

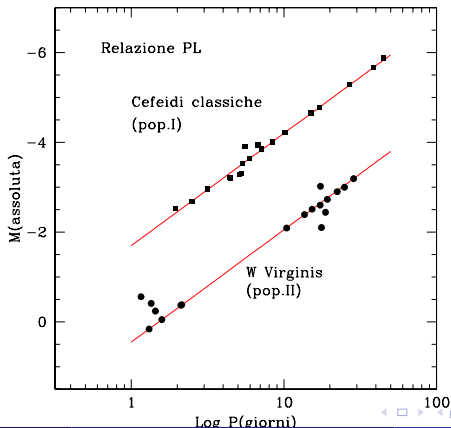
Costruzione diagramma PL

Cefeidi classiche

$$M_V1 = -2.5 \log P - 1.70$$

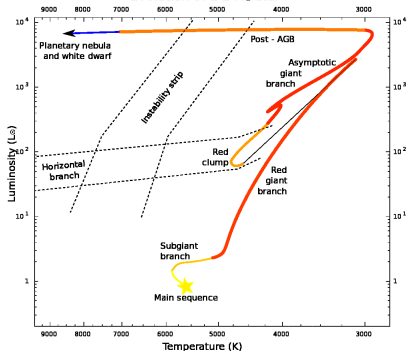
W Virginis

$$M_V1 = -2.5 \log P + 0.45$$

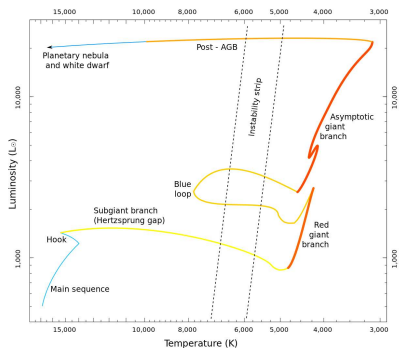


Studio visuale di una cefeide

Evolution of a $1 M_{\odot}$ star



Evolution of a $5 M_{\odot}$ star



Ci sono analogie tra il moto di un pendolo semplice e la pulsazione delle stelle? Proviamo a legare i parametri stellari con il periodo di pulsazione, svolgendo delle considerazioni qualitative.

Indipendentemente dal meccanismo di pulsazione, possiamo in tutta generalit  legare il periodo di pulsazione di una stella alla sua densit  media.

Dopo l'espansione al massimo gli strati esterni della stella saranno in caduta libera verso l'interno. Consideriamo questa caduta come un caso limite del moto orbitale, per cui si applica la terza legge di Keplero:

$$\frac{P^2}{R^3} = \frac{4\pi^2}{GM}$$

dove P   il periodo di pulsazione, R il raggio della stella e M la sua massa.

Le stelle Cefeidi

Va considerato che la caduta libera ad un certo punto verrà frenata dall'aumento di opacità del materiale; tuttavia vogliamo studiare che tipo di proporzionalità con i parametri stellari possiamo aspettarci per il periodo di pulsazione. Avremo:

$$P^2 \propto \frac{R^3}{M}$$

ma

$$M \propto \langle \rho \rangle R^3$$

dove $\langle \rho \rangle$ è la densità media. Infine

$$P \propto \sqrt{\frac{1}{\langle \rho \rangle}}$$

La relazione è simile a quella del periodo di un pendolo semplice, dove il ruolo della lunghezza è ricoperto dalla densità media $\langle \rho \rangle$.

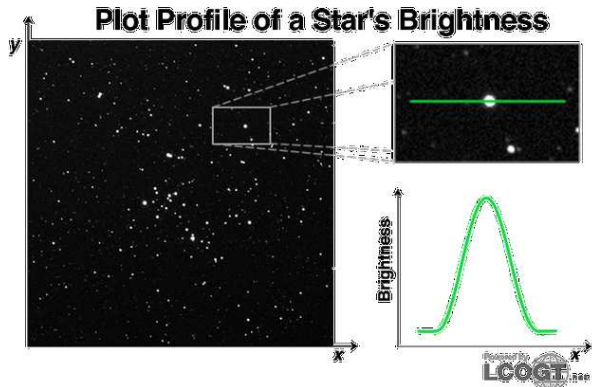
Possiamo poi considerare che c'è una relazione tra il raggio di una stella e la sua luminosità (non sarà però quella di sequenza principale), e che la magnitudine è proporzionale al logaritmo della luminosità. Ne segue una relazione del tipo

$$\langle M_v \rangle = a + b \log P$$

che è la relazione PL delle cefeidi.

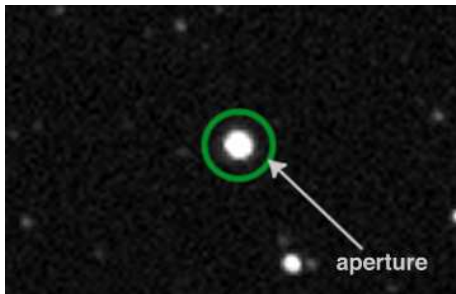
La fotometria è la misura dell'intensità o della brillantezza di un oggetto astronomico, come una stella oppure una galassia, fatta sommando tutta la luce raccolta dell'oggetto.

Nel caso delle stelle, la loro immagini viene distribuita dalla turbolenza atmosferica sul piano immagine, come una macchia di dimensioni più o meno grandi, con un profilo a campana.



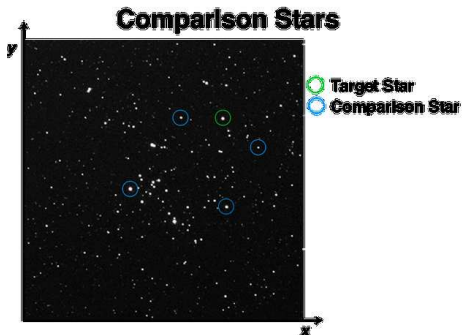
Quando si fanno misure fotometriche, si pone un cerchio (detto solitamente apertura) attorno a ciascuna stella di cui si vuole misurare l'intensità. Il software che viene usato somma i conteggi (proporzionali agli elettroni) in ciascun pixel entro il cerchio.

Molti programmi per la fotometria creano automaticamente un'apertura per ciascuna stella, con raggio pari alla semi-larghezza a metà altezza del profilo di luminosità.



Vanno utilizzate delle stelle di confronto, stabili e calibrate, che siano di luminosità confrontabile a quella dell'oggetto in esame.

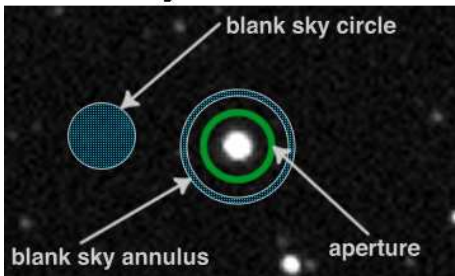
In questo modo si può tener conto di tutti i parametri strumentali e delle condizioni di osservazione.



In tutte le immagini c'è una certa quantità di rumore di fondo, chiamata cielo, sky, background, che va sottratta. Questo può essere fatto automaticamente dal software (procedura di sky-subtraction).

- Una tecnica molto usata di sky-subtraction, prevede l'utilizzo di un'apertura anulare attorno all'oggetto da misurare.
- Un'alternativa è porre un'apertura circolare dello stesso raggio di quella usata per l'oggetto, vicino a questo e in una zona apparentemente priva di stelle.

Sky Subtraction



La somma dei conteggi (digital number) di tutti i pixel nell'apertura, C , divisa per il tempo di esposizione, t_{exp} , è proporzionale al flusso di energia F dell'oggetto, che viene misurata in $[\text{watt}/\text{m}^2]$:

$$F = k \times \frac{C}{t_{exp}}$$

dove k è la costante di proporzionalità.

L'intensità può essere legata alla distanza per mezzo delle relazioni seguenti:

$$F = \frac{L}{4\pi d^2}$$

da cui

$$d = \sqrt{\frac{L}{4\pi F}}$$

dove L è la potenza totale irradiata, misurata in [watt].

Nel caso di un'oggetto per cui sia nota una relazione che fornisce la sua magnitudine assoluta, un modo di procedere può essere il seguente:

ottenere la magnitudine apparente a partire da quella della stella di confronto:

$$m_{stella} - m_{confronto} = -2.5 \log_{10} \left(\frac{C_{stella}}{C_{confronto}} \right)$$

Ottenere la distanza dell'oggetto in parsec per mezzo della relazione:

$$M - m = 5 - 5 \log (d)$$

Fotometria di una stella cefeide

Lo scopo di questa esercitazione è quello di determinare la distanza della Piccola Nube di Magellano (SMC) dal Sole, per mezzo dell'osservazione di una stella cefeide.

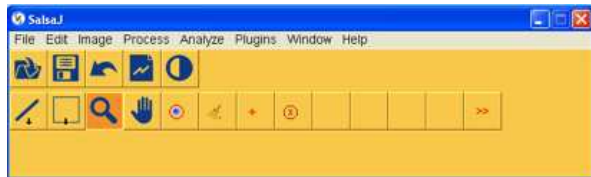
La stella *Cep-43522* è una Cefeide classica (tipo δ Cep).



Fotometria di una stella cefeide

Passi:

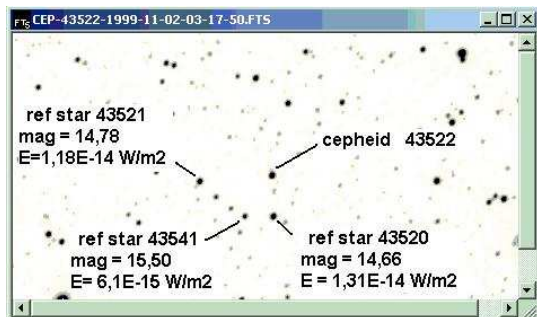
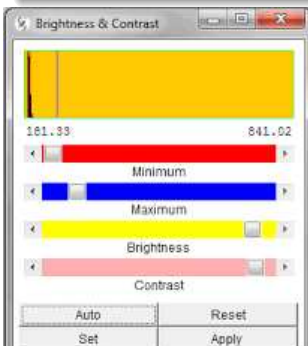
- copiamo il file Excel Answerfile.xls;
- facciamo partire SalsaJ;
- apriamo un file immagine e troviamo la stella cefeide;



Fotometria di una stella cefeide

Passi:

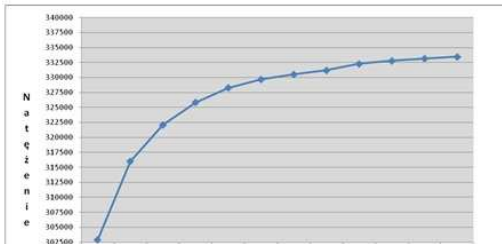
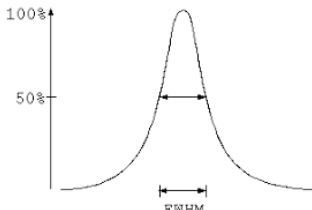
- apriamo la prima immagine con il pulsante *open*;
- aggiustiamo la luminosità e il contrasto premendo il pulsante sulla toolbar *Brightness & Contrast*; premiamo *Auto* oppure scegliamo i parametri più opportuni;
- studiamo le segenti quattro stelle nel campo di vista, ovvero Cepheid 43255 e le 3 stelle che chiamiamo *comparison stars* oppure *reference stars*.



Fotometria di una stella cefeide

Passi:

- selezioniamo l'icona *Photometry*; troviamo la cefeide; premiamo il tasto sinistro del mouse sul centro della stella: essa appare ora entro un cerchio, e il valore racchiuso appare nella finestra di fotometria;
- copiamo il valore fotometrico nella colonna F_c (flusso della cefeide) del file Excel; facciamo questo passaggio per tutte le immagini;
- per avere il parametro fisico corrispondente, dobbiamo conoscere il fattore di conversione dai conteggi alle unità di flusso, ovvero $[W/m^2]$; per questo motivo abbiamo una stella di riferimento;
- ripetiamo quanto fatto per la cefeide, ora per una delle stelle di riferimento.



Passi:

- **determinare il rapporto F_c/F_r , che permette di determinare la variazione del flusso della stella variabile, tenendo conto dei parametri strumentali e della variabilità delle condizioni di osservazione;**
- **determinare il valor medio del rapporto F_c/F_r ;**