

Le supernovae

Luca Zangrilli

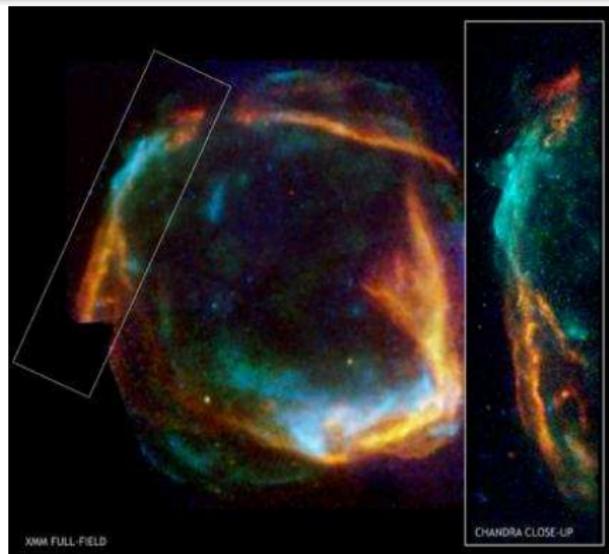
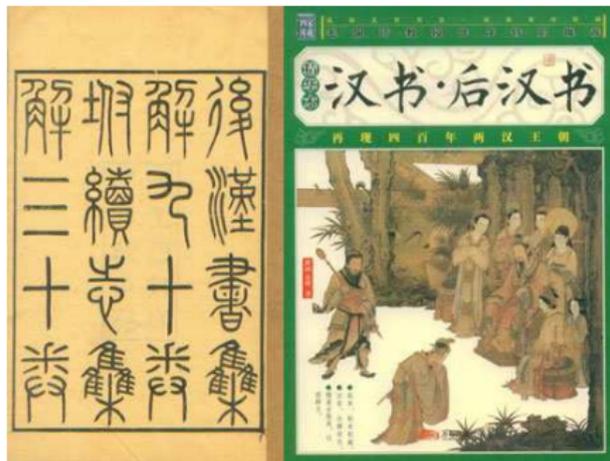
Istituto Nazionale di Astrofisica
luca.zangrilli@inaf.it

May 26, 2021

Supernovae

I Cinesi

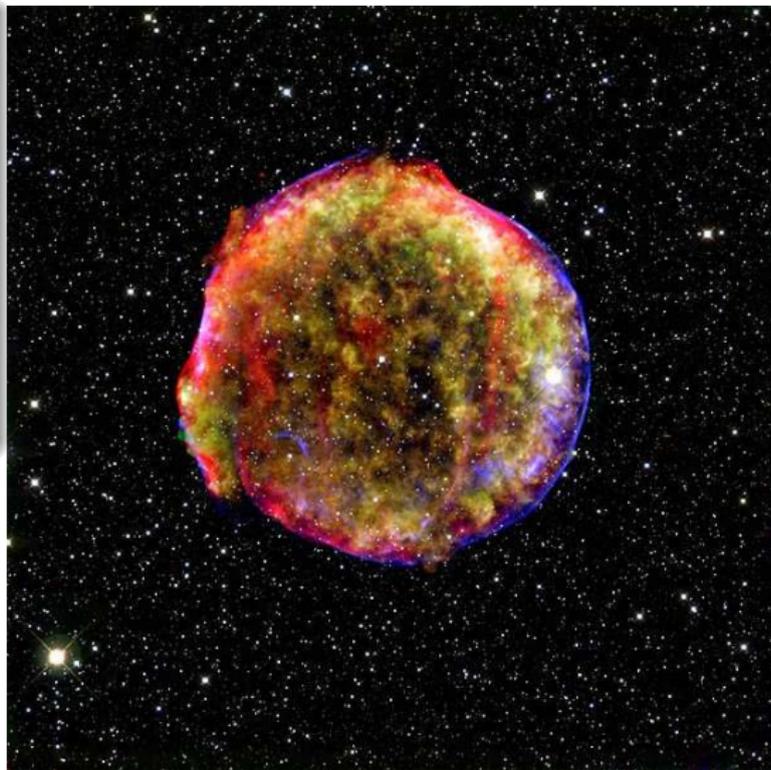
La prima osservazione di una stella variabile, storicamente documentata risale al 185 DC da parte degli Astronomi Cinesi.



Supernovae

Gli Astronomi Europei

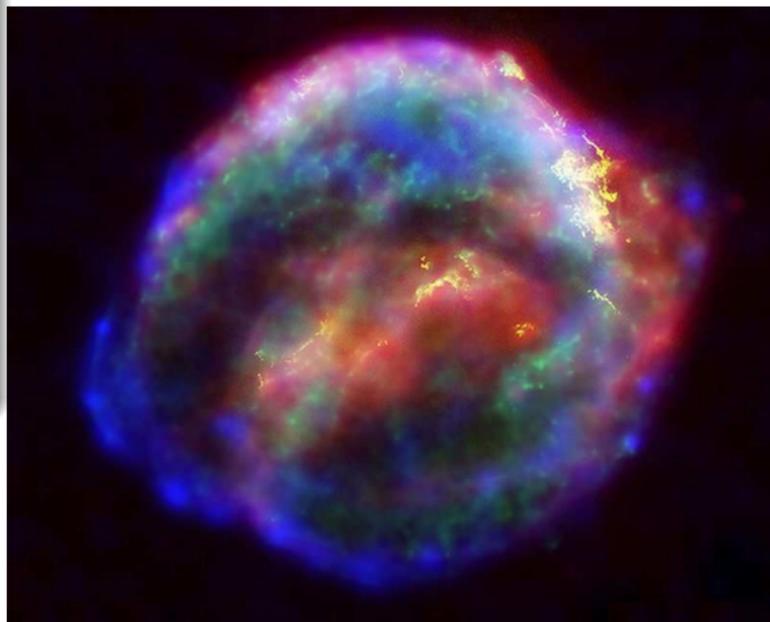
Il giorno 11 novembre 1572 l'astronomo danese Tyco Brahe osserva nella costellazione di Cassiopea una stella *nuova*, piú brillante di Venere, e nel 1573 la descrive nel libro *De Stella Nova*. Nel marzo 1574 la luminosità di tale stella scese sotto il limite di visibilità dell'occhio.



Supernovae

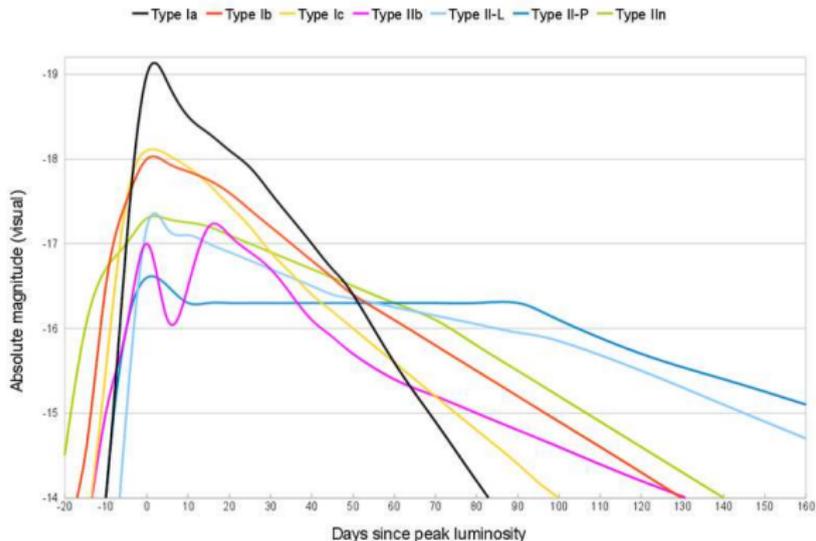
Gli Astronomi Europei

La supernova SN 1604 è legata al nome di Keplero. Osservata per la prima volta il 9 ottobre 1604, Keplero la vide per la prima volta il 17 ottobre e ne parlò nel libro *De Stella nova in pede Serpentarii*. Questa fu l'ultima l'ultima supernova ad essere stata osservata nella nostra galassia.



Supernovae

Una supernova è una stella che improvvisamente aumenta di luminosità, e in pochi giorni raggiunge un massimo e quindi si esaurisce in pochi mesi. Può ad esempio passare dal limite di visibilità alle prime classi di magnitudine, per poi tornare invisibile.

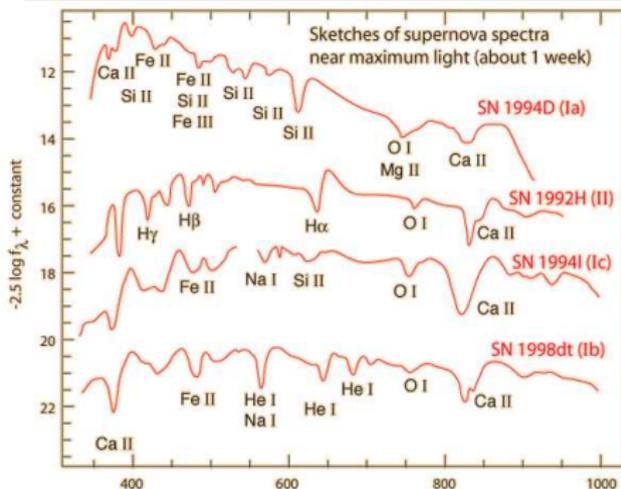


Supernovae

Per avere un'idea della natura delle supernovae dobbiamo inizialmente semplificare di molto il quadro delle osservazioni. La semplificazione porterà naturalmente a imprecisioni.

Gli eventi di supernova sono classificati essenzialmente in due tipi, a seconda delle proprietà osservate:

- supernovae di Tipo I, a loro volta classificate in Tipo I,a, b, c;
- supernovae di Tipo II.

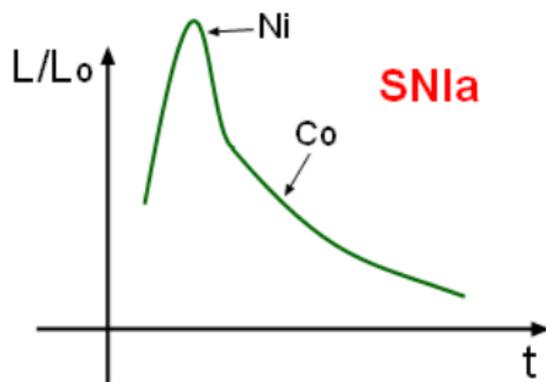
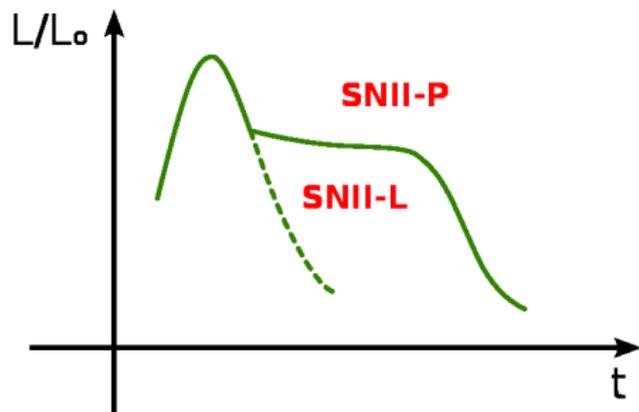


La distinzione si basa principalmente su:

- presenza di righe dell'idrogeno nello spettro delle SN di Tipo II;
- assenza di righe dell'idrogeno nelle SN di tipo I.

Caratteristiche delle curve di luce:

- le Tipo I mostrano un massimo piccato, e quindi una decrescita perlopiù graduale;
- le Tipo II invece mostrano sia curve di luce con decrescita graduale, sia curve di luce con un caratteristico plateau pochi mesi dopo il massimo.

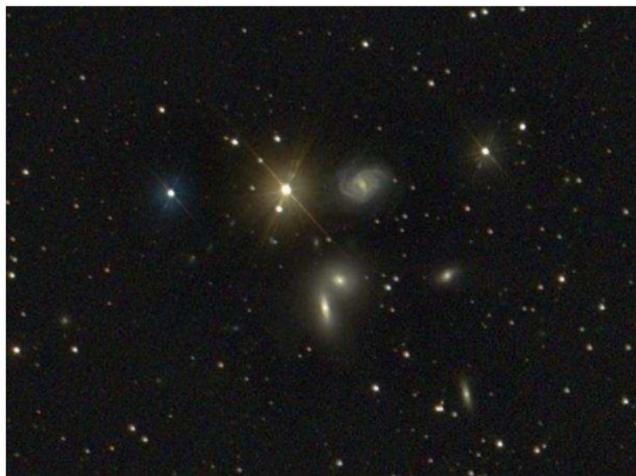


Progenitori:

- le Supernovae di Tipo I si manifestano tipicamente in galassie ellittiche, ma non solo, perciò si originano probabilmente da stelle di Popolazione II;
- le Supernovae di Tipo II non vengono osservate in galassie ellittiche, e si pensa traggano origine da stelle di Popolazione I nei bracci di galassie spirale.

Supernovae

SN 2019ein in NGC 5353: sx 7 luglio 2018, dx 1 maggio 2019.



Supernovae

SN 2017ein in NGC 3938, ripresa il 25 maggio 2017.



Quali sono i progenitori delle supernovae?

- **Supernovae Ia:** si pensa che il fenomeno sia dovuto all'esplosione di una nana bianca in un sistema binario;
- **Supernovae II, Ib, Ic:** si pensa siano dovute al collasso e alla conseguente esplosione di una stella di grande massa.

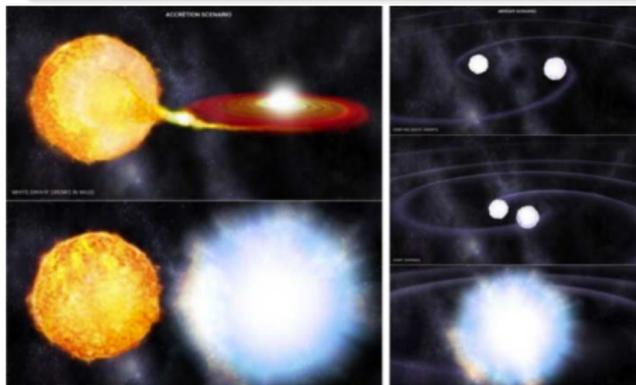
Fisica delle supernovae

Una supernova è allora la fine catastrofica ed esplosiva di una stella, il cui materiale espulso provoca un'onda d'urto nel gas interstellare circostante, e genera un guscio di gas e polveri in espansione.



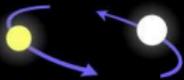
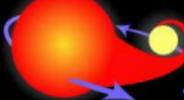
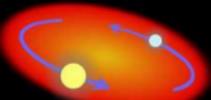
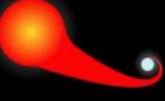
Modello per le SN di Tipo Ia

- una nana bianca di carbonio/ossigeno che esplode quando raggiunge la massa di circa 1.44 masse solari, che è pari al limite di Chandrasekar, quando la pressione degli elettroni degeneri non è più in grado di sostenere la stella contro il suo collasso;
- questo limite può essere superato in due modi diversi, per mezzo dell'accrescimento di materia da una stella compagna, oppure in seguito alla fusione di due nane bianche.



In entrambi i casi il runaway termonucleare porta all'esplosione dell'oggetto.

Come si forma una supernova di tipo Ia

 <p>Due stelle normali si trovano in un sistema binario.</p>	 <p>La più massiccia si evolve e diviene una gigante rossa...</p>	 <p>...che accresce gas sulla compagna, ingrandendola e al contempo inglobandola.</p>
 <p>La compagna e il nucleo della gigante spiraleggiano verso il centro dell'involucro gassoso.</p>	 <p>L'involucro è espulso, mentre la separazione tra nucleo e compagna diminuisce.</p>	 <p>Il nucleo collassa in una nana bianca.</p>
 <p>La compagna evolve in gigante, accrescendo materiale sulla superficie della nana bianca.</p>	 <p>La massa della nana bianca aumenta sino a raggiungere il valore critico, ed esplose...</p>	 <p>...causando l'espulsione dal sistema della compagna.</p>

Esplosione di supernova da collasso

Una stella passa la maggior parte della sua vita bruciando idrogeno nella fase di sequenza principale. I prodotti di bruciamento vanno a costituire un core che cresce in massa, si scalda e si contrae sotto il peso degli strati sovrastanti.

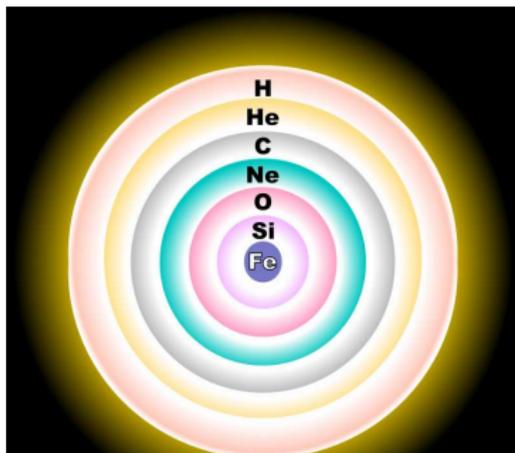
Ciascun bruciamento richiede temperature più elevate per avvenire, essenzialmente per la maggior repulsione Coulombiana tra i nuclei. Per la maggior parte delle stelle il processo si ferma quando la pressione non è più sufficiente a scaldare il core per superare il valore di soglia per l'innesco del nuovo bruciamento. La stella diventa quindi una nana bianca.

Esplosione di supernova da collasso

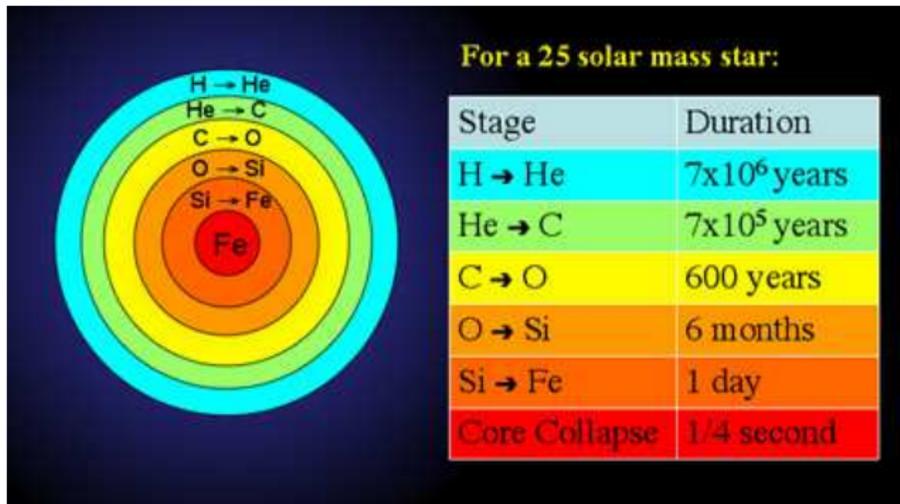
Se una stella possiede una massa iniziale sufficientemente elevata, superiore a 8-10 masse solari, tutti gli stadi di bruciamento possibili vengono percorsi.

Riassumiamo i diversi stadi di bruciamento:

- bruciamento dell'idrogeno: $4p \rightarrow {}^4\text{He} + 2e^+ + 2\nu_e$;
- bruciamento dell'elio: $3\alpha \rightarrow {}^{12}\text{C} + 2\gamma$;
- bruciamento del carbonio: ${}^{12}\text{C} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^{16}\text{O} + 2\gamma$;
- bruciamento dell'ossigeno: ${}^{16}\text{O} + {}^{16}\text{O} \rightarrow {}^{28}\text{Si} + \alpha$;
- bruciamento del ferro: ${}^{28}\text{Si} + {}^{28}\text{Si} \rightarrow {}^{56}\text{Fe} + \gamma$;



Esplosione di supernova da collasso



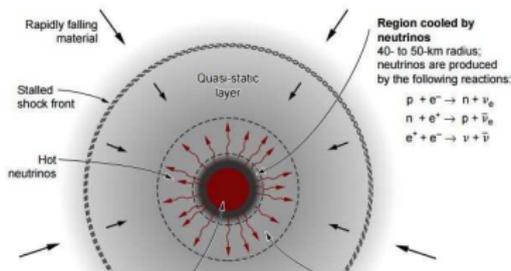
Esplosione di supernova da collasso

Partiamo con una stella di massa iniziale approssimativamente di 9 masse solari. I successivi stadi di fusione nucleare creano una struttura a gusci in cui si fondono progressivamente elementi sempre più pesanti, andando verso l'interno.

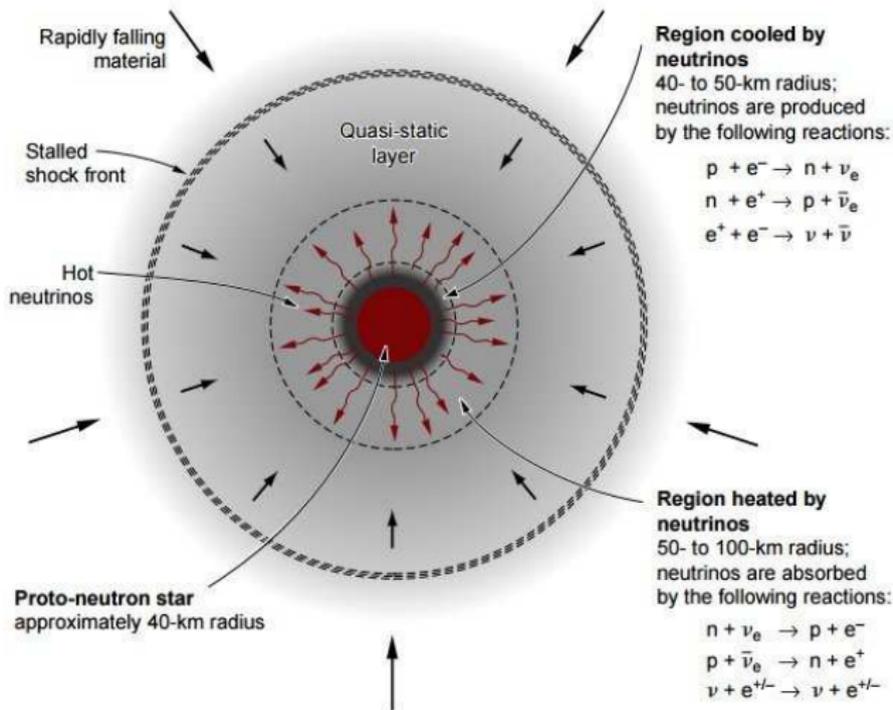
Quando i processi di fusione nucleare non sono più in grado di permettere di contrastare la forza di gravità, il core collassa. Diversi meccanismi possono provocare il collasso del core:

- superamento del limite di Chandrasekhar;
- cattura elettronica;
- instabilità di coppia;
- fotodisintegrazione.

Il collasso può causare l'espulsione degli strati superficiali della stella e innescare una supernova. Noi siamo interessati al primo meccanismo.



Esplosione di supernova da collasso

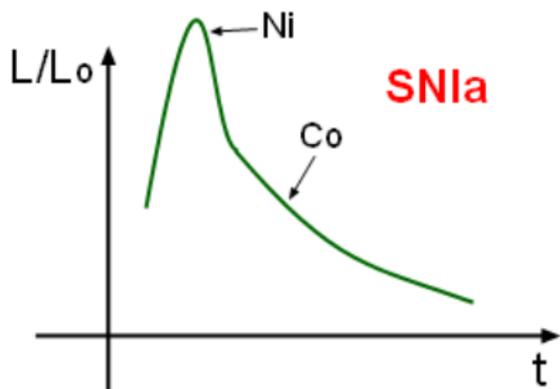


Esplosione di supernova da collasso



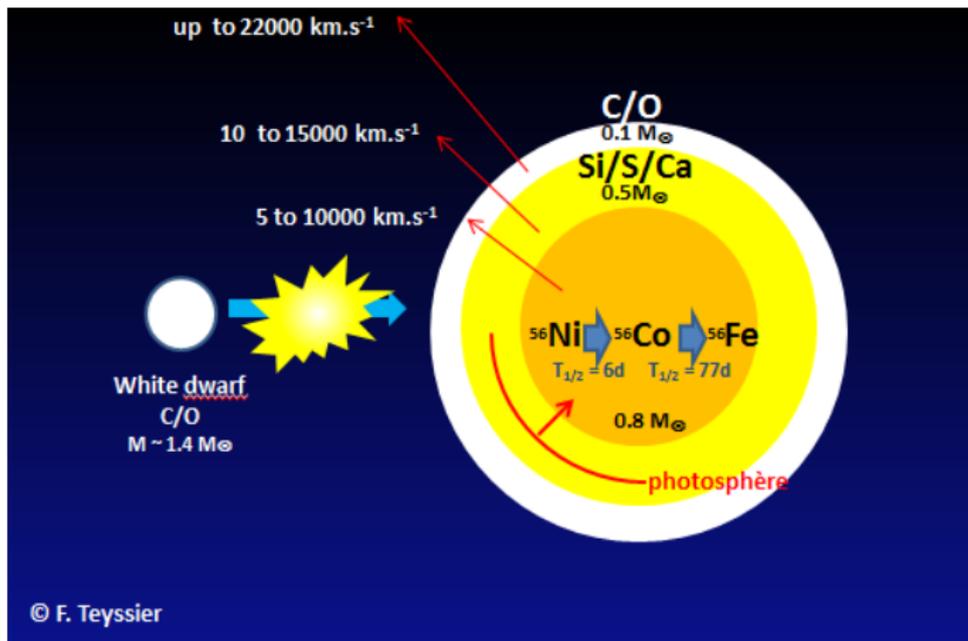
Torniamo alle supernovae di tipo Ia. Il decadimento graduale della curva di luce delle SN I si accorda bene col modello di esplosione di nana bianca.

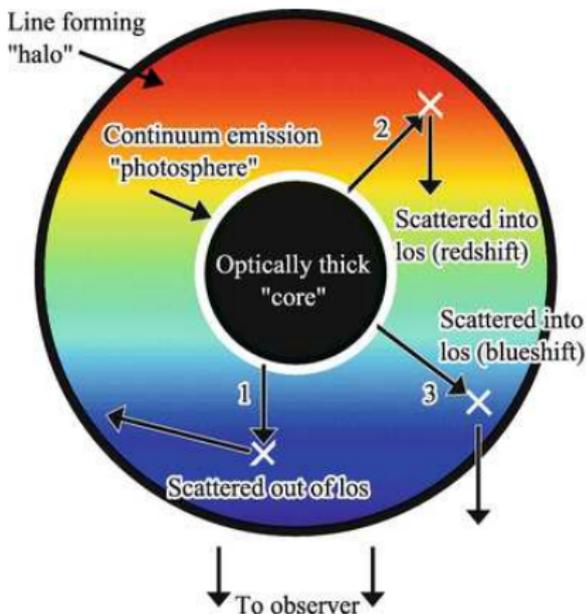
- in prossimità del massimo l'energia proviene dagli strati più esterni della nana bianca in espansione;
- alcuni mesi dopo l'esplosione gli strati esterni divengono trasparenti e l'emissione è dominata dall'emissione dovuta a elementi sintetizzati in profondità durante l'esplosione.



Una prima fase di declino è legata al decadimento radioattivo del nichel (Ni); poi domina il decadimento del cobalto (Co).

Fisica delle supernovae





Formazione dello spettro nelle supernovae nella fase fotosferica: il core otticamente spesso è racchiuso in una fotosfera in espansione; i fotoni fotosferici attraversano il materiale in espansione espulso dalla supernova, dove subiscono diffusione, dando luogo a righe di assorbimento spostate verso il blu, con attorno emissione spostata nel rosso e nel blu.

Supernovae Ia

La magnitudine assoluta di una SN Ia è molto variabile anche su piccola scala temporale. Ciò che è molto interessante è che in prossimità del massimo le curve di luce sono molto simili e la magnitudine al massimo, M_{\max} è un valore costante per tutti gli oggetti. Si parla di candele standard o meglio standardizzabili.

$$M_B = -19.25 \pm 0.2$$



Le candele standard sono oggetti di luminosità intrinseca costante, con cui possiamo stimare la distanza dalla loro luminosità apparente.

La calibrazione del picco della curva di luce delle SN Ia viene fatta per mezzo di:

- cefeidi della galassia a cui appartiene la SN Ia;
- modelli stellari di esplosione;
- il metodo di Baade-Wesselink.

Le SN Ia possono essere studiate con HST (fotometria) e i telescopi della classe 8 m (spettroscopia) fino $m - M \sim 44$ ($z \sim 1$, $t \sim 8$ Gyr).

In realtà questa è solo una prima approssimazione: si osserva che curve più larghe hanno picchi più elevati. Una relazione empirica più precisa considera la rapidità con cui la supernova diminuisce la sua luminosità (relazione empirica di Phillips):

$$M_B = -21.726 + 2.698\Delta m_{15}$$

dove Δm_{15} è la variazione in magnitudine dopo 15 giorni dal picco.

Supernovae Ia

Nane bianche.

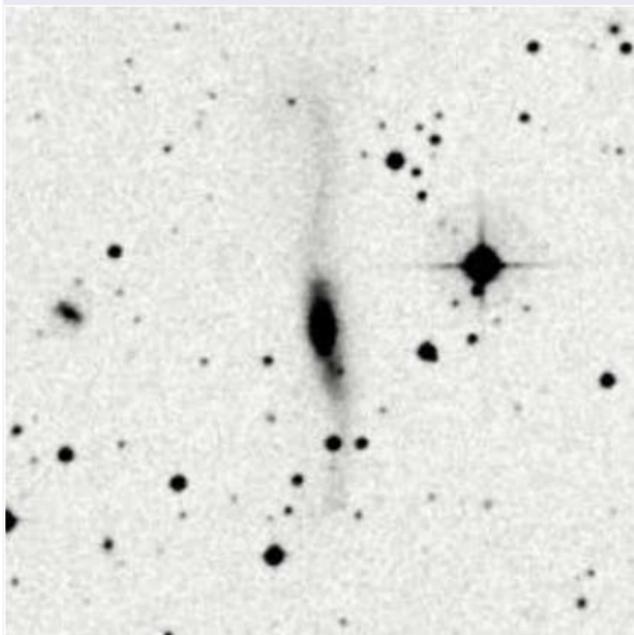
Sono resti stellari degeneri, che provengono da stelle di massa inferiore a circa 8 masse solari. Si prevede che questo sarà il destino del 97% di tutte le stelle della nostra Galassia.



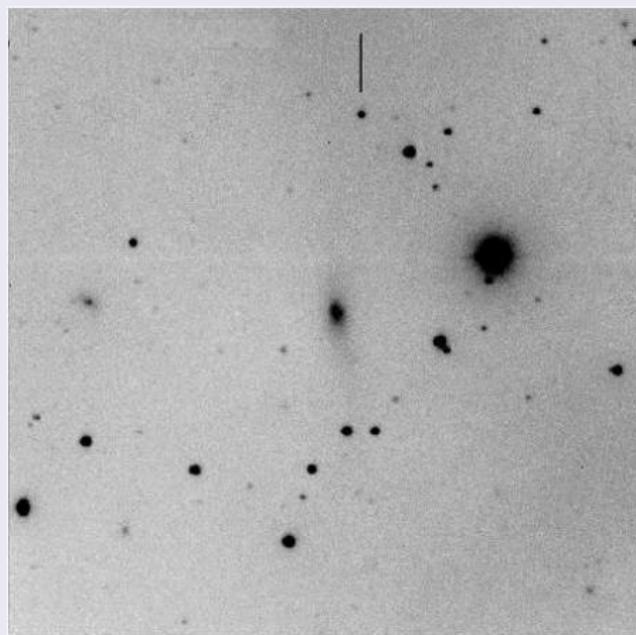
Pensiamo a una massa solare in una sfera del diametro della Terra, in cui l'attrazione gravitazionale è contrastata dalla pressione degli elettroni degeneri, a causa del Principio di Esclusione di Pauli.

Supernovae Ia

SN Ia 2005cf in MGC 1-39-3



DSS



25.05.2005

Le supernovae

Luca Zangrilli

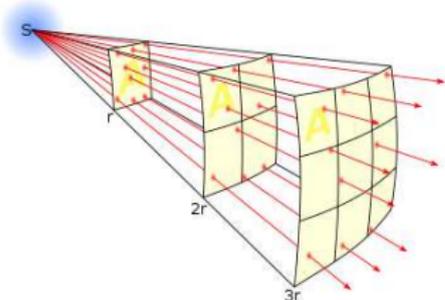
Istituto Nazionale di Astrofisica
luca.zangrilli@inaf.it

May 26, 2021

Le magnitudini stellari

Quando si parla di intensità luminosa di una stella ci si riferisce in realtà al flusso di energia, f , ovvero alla quantità di energia da essa proveniente, che attraversa una superficie unitaria nell'unità di tempo.

Consideriamo una stella e tracciamo attorno ad essa una sfera avente raggio pari alla distanza da un osservatore posto sulla Terra. La quantità di energia che arriva all'osservatore per unità di tempo e unità di superficie dipenderà direttamente dalla luminosità intrinseca della stella e inversamente dal quadrato della sua distanza da noi.



La quantità complessiva di energia irradiata da una stella ogni secondo viene misurata, secondo il Sistema Internazionale di misura (S.I.), in *watt (W)*, cioè *joule al secondo (J/s)*.

Facciamo l'analogia della luminosità di una lampadina.

Poniamo una lampadina che emette una certa potenza totale L . L'energia fluisce attraverso superfici sferiche concentriche via via piú grandi:

$$S = 4\pi d^2$$

Il flusso di energia, che é legato alla nostra percezione di luminosità, diminuisce con il quadrato della distanza:

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

Equazione di Pogson

Il sistema di misura del flusso ricevuto da una stella è stato definito da Pogson nell'800, il quale formulò l'equazione che porta il suo nome, e che definisce la magnitudine di una stella come il logaritmo decimale del flusso luminoso ricevuto, a meno di una costante di punto zero, e di un fattore di proporzionalità per poter avere un accordo con la tradizione storica precedente (fatta di stime puramente visuali).

$$m_v = -2.5 \log_{10} F_v + C \quad m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left(\frac{F_1}{F_2} \right)$$

- Una magnitudine di differenza è pari a un rapporto 2,5 nei flussi. Cinque magnitudini corrispondono a un rapporto 100.
- La risposta dell'occhio è logaritmica e trova conferma nella legge sulla percezione dello stimolo di Fechner.
- Dobbiamo distinguere vari casi: apparente, assoluta, visuale, fotografica, bolometrica, U,B,V,R,I etc etc.

Una lunga tradizione ... a rovescio: il sistema per indicare la luminosità delle stelle nacque circa nel 127 a.C., quando Ipparco redasse il primo catalogo stellare, comprendente meno di un migliaio di stelle, dando per ciascuna stella posizione e luminosità.

L'autore indicava le più luminose come stelle di 1^a grandezze e quelle appena visibili come stelle di 6^a grandezza, con tutte le classi intermedie.

Più la stella è luminosa, più la magnitudine è piccola ... le stelle più luminose hanno magnitudine negativa (Sirio ha una mag. apparente di -1.47 mag).

Forse tale pratica è legata al fatto che le stelle più brillanti sono quelle che diventano visibili per prime (1^a grandezza) dopo il tramonto; quindi è la volta di quelle meno brillanti: la grandezza potrebbe allora essere storicamente collegata all'ordine di apparizione fino al raggiungimento del crepuscolo astronomico.



Le magnitudini definite da Ipparco possiedono due curiose caratteristiche:

- a una data variazione di classe di luminosità percepita dall'occhio umano, corrisponde sempre la stessa variazione percentuale di flusso di energia ricevuta;
- una stella di 1^a grandezza risulta circa 100 volte più luminosa di una stella di sesta.

La prima caratteristica è dovuta alla fisiologia dell'occhio, che risponde in maniera logaritmica a una data variazione di stimolo: la relazione tra stimolo e percezione fu prima da Weber e quindi descritto in formule matematiche da Fechner (1860). Detta p la percezione e S lo stimolo, abbiamo:

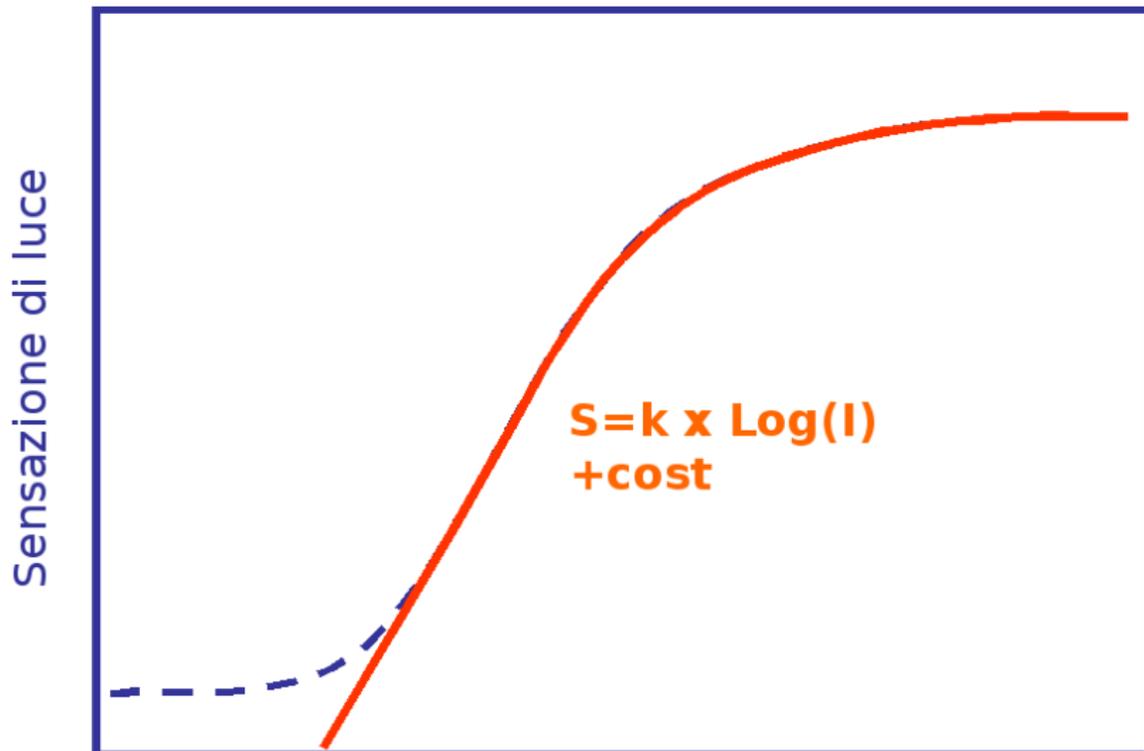
$$dp = k \frac{dS}{S}$$

Integrando otteniamo:

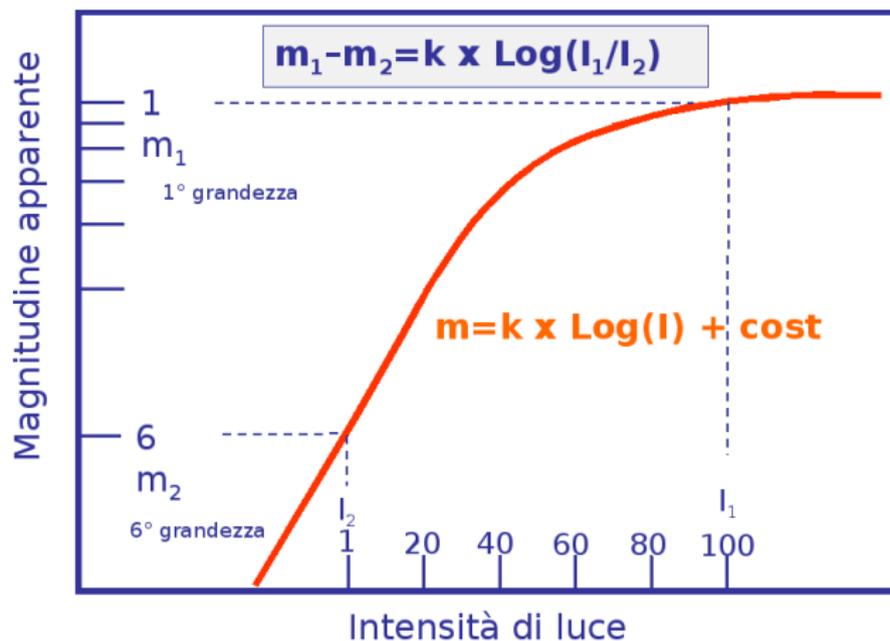
$$\int_{p_0}^p dp = k \int_{S_0}^S \frac{dS}{S} \quad \rightarrow \quad p = k \ln \frac{S}{S_0} + C$$

Le magnitudini stellari

Curva di risposta dell'occhio umano a uno stimolo luminoso.



Le magnitudini delle stelle

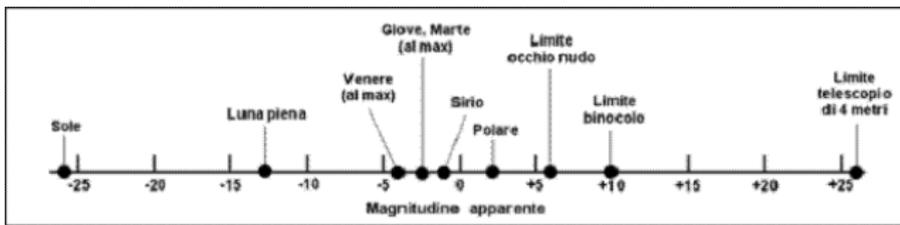


Le magnitudini stellari

La scelta di rimanere legati alla classificazione di Ipparco presenta due aspetti controintuitivi:

- a luminosità maggiori corrispondono valori più piccoli di magnitudine, per cui alcuni diagrammi in cui compaiono le magnitudini non sono di immediata lettura;
- per oggetti particolarmente luminosi si è costretti a ricorrere a numeri negativi. Sirio, ad esempio, ha una magnitudine di -1.4 mentre il Sole raggiungere il valore di -26.74 .

Nella Figura sono riportati i valori di magnitudine di alcuni corpi celesti, per avere un'idea dell'estensione della scala di magnitudini



Le magnitudini delle stelle

Consideriamo adesso due stelle con la stessa luminosità ma poste a distanze differenti d_1 e d_2 , e confrontiamole.

Partiamo dalla relazione di Pogson:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \left(\frac{f_1}{f_2} \right)$$

Dalla differenza delle magnitudini apparenti, usando la relazione che lega la luminosità e la distanza al flusso: l'intensità luminosa:

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

abbiamo

$$m_1 - m_2 = -5 \log \left(\frac{d_2}{d_1} \right)$$

Chiediamoci adesso quanto apparirebbe brillante una stella se fosse posta alla distanza di $d_1 = 10[pc]$ ($1[pc] = 3.058 \times 10^{16}[m]$)?

Indichiamo la magnitudine apparente a 10 pc con la lettera M , e la chiamiamo *magnitudine assoluta*:

$$M - m = -5 \log \left(\frac{d}{10[pc]} \right)$$

(ricordiamoci che anche d andrà misurata in parsec)

Possiamo allora scrivere:

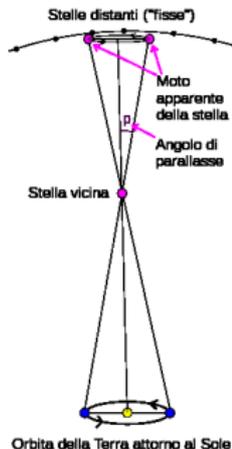
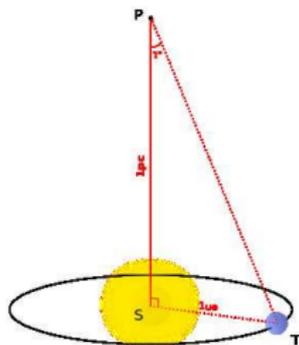
$$M - m = 5 - 5 \log (d)$$

che esprime il cosiddetto *modulo di distanza*. Se si conoscono due fra le quantità M , m e d , questa equazione ci consente di trovare la terza.

La parallasse e il parsec

Il moto di rivoluzione annuo della Terra attorno al Sole provoca uno spostamento della posizione apparente delle stelle, le quali descrivono una ellisse in cielo, detta ellisse di parallasse.

L'unità di misura degli astronomi é il parsec, ovvero la distanza alla quale il semi-asse maggiore dell'orbita terrestre sottende un angolo di $1''$.



Quanto vale un parsec?

$$1 \text{ parsec} = \frac{1}{\tan \pi} \times 1 \text{ AU} = \frac{1}{1/206265} \times 1.496 \times 10^{11} \text{ m} = 3.086 \times 10^{16} \text{ m}$$

Considerato che la velocità della luce nel vuoto è $c = 299792458 \text{ m sec}^{-1}$, in un anno la luce percorre $2.998 \times 10^8 \times 86400 \times 356 = 9.454 \times 10^{15} \text{ m}$, 1 parsec corrisponde a 3.264 anni luce.

La magnitudine assoluta permette di confrontare le luminosità intrinseche delle stelle.

Possiamo porci la domanda: qual'è la magnitudine assoluta del Sole? Date le quantità $m = -26.85$, $d = 1[AU] = 1.496 \times 10^{11}[m] = 4.849 \times 10^{-6}[pc]$, avremo

$$M = -26.85 + 5 - 5 \log(4.849 \times 10^{-6}) = 4.72$$

La magnitudine assoluta permette di confrontare le luminosità intrinseche delle stelle.

Possiamo porci la domanda: qual'è la magnitudine assoluta del Sole? Date le quantità $m = -26.85$, $d = 1[AU] = 1.496 \times 10^{11}[m] = 4.849 \times 10^{-6}[pc]$, avremo

$$M = -26.85 + 5 - 5 \log(4.849 \times 10^{-6}) = 4.72$$

Vediamo altri esempi.

- **La Luna è posta alla distanza $d_{Luna} = 2.57 \times 10^{-3}[AU] = 1.25 \times 10^{-8}[pc]$, la sua magnitudine apparente è $m_{Luna} = -12.6$, quindi la sua magnitudine assoluta è $M_{Luna} = +31.92$;**
- **la stella Sirio (α Canis Majoris), è alla distanza $d_{Sirio} = 2.64[pc]$, $m_{Sirio} = -1.47$ quindi $M_{Sirio} = +1.42$.**

Possiamo anche ricavare la distanza dalla magnitudine assoluta.

Prendiamo ad esempio Proxima Centauri (α Cen) e determiniamone la distanza:

$m_{\alpha Cen} = 0.00$, $M_{\alpha Cen} = +4.4$ da cui la distanza $d_{\alpha Cen} = 1.3[pc]$.

La magnitudine assoluta

Possiamo anche ricavare la distanza dalla magnitudine assoluta.

Prendiamo ad esempio Proxima Centauri (α Cen) e determiniamone la distanza:

$m_{\alpha Cen} = 0.00$, $M_{\alpha Cen} = +4.4$ da cui la distanza $d_{\alpha Cen} = 1.3[pc]$.

Se vogliamo confrontare la luminosità di due oggetti dobbiamo considerare la loro magnitudine assoluta. Data la relazione

$$M = -2.5 \log \left(\frac{L}{4\pi(10pc)^2} \right) + \text{const}$$

prendiamo la magnitudine assoluta del Sole e di αCen e confrontiamole:

$$M_{\alpha Cen} - M_{\odot} = -2.5 \log \left(\frac{L_{\alpha Cen}}{L_{\odot}} \right)$$

che diventa:

$$\frac{L_{\alpha Cen}}{L_{\odot}} = 10^{-\frac{M_{\alpha Cen} - M_{\odot}}{2.5}} =$$

ovvero sapendo che $L_{\odot} = 3.83 \times 10^{26}[Js^{-1}]$, risulta $L_{\alpha Cen} = 5.14 \times 10^{26}[Js^{-1}]$.

La quantità di energia raccolta da una qualsiasi apertura è proporzionale alla sua area e quindi al quadrato del suo diametro.

Nel caso dell'occhio, l'area sensibile risponde all'energia che passa per la pupilla, e di conseguenza c'è un limite all'intensità della radiazione che può essere rivelata.

Utilizzando un telescopio, che possiede un'apertura maggiore rispetto a quella della pupilla dell'occhio, dovrebbe essere possibile vedere stelle di magnitudine più debole della sesta.

Consideriamo ad esempio un telescopio da $D_t = 15 \text{ cm}$ e una pupilla di diametro $d_e = 0.75 \text{ cm}$:

$$m_{lim}(tel) - m_{lim}(occhio) = -2.5 \log_{10} \left(\frac{D_t}{d_e} \right)^2 = 6.5$$

quindi possiamo giungere a una magnitudine limite più debole della dodicesima magnitudine.

Fino ad ora abbiamo parlato di magnitudini di sorgenti puntiformi. Se abbiamo invece sorgenti estese come pianeti, galassie oppure nebulose, allora possiamo procedere in due modi:

- possiamo esprimere qual'è il flusso di energia che ci arriva da una porzione di superficie angolare dell'oggetto; parliamo allora di **magnitudine superficiale m_{sup}** , ovvero la magnitudine valutata solitamente in un'area di 1 arcsec^2 della superficie dell'oggetto;
- possiamo esprimere la luminosità totale della sorgente in termini di **magnitudine integrata**, partendo dalla magnitudine superficiale; se ad esempio un oggetto ha m_{sup} su di una certa superficie angolare A , allora

$$m_{\text{int}} = m_{\text{sup}} - 2.5 \log A$$

dove A è la sua area, espressa nelle medesime unità con cui è valutata m_{sup} .

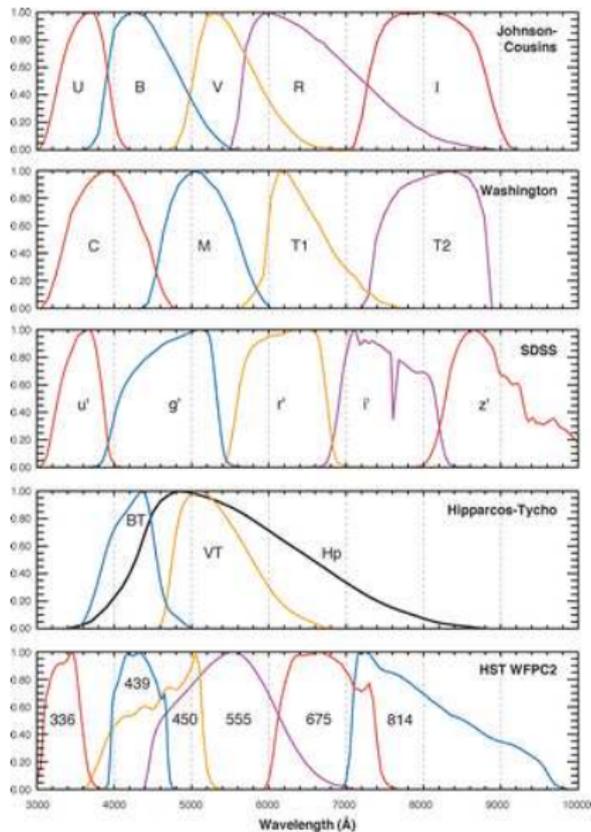
La magnitudine limite

Consideriamo il caso in cui un oggetto esteso e uno puntiforme possiedono valori in un caso di magnitudine apparente, nell'altro di magnitudine integrata, uguali, significa che riceviamo da essi la stessa potenza. Tuttavia, l'oggetto esteso sarà molto più difficilmente osservabile, in quanto l'energia viene distribuita su un'area più grande.

La luminosità del cielo allo zenith nella banda V vale

$$21.9 \text{ mag/arcsec}^2$$

Filtri per fotometria in banda



Bessell, MS, 2005

Definizione dei sistemi di magnitudine astronomica: si veda ad esempio la review dei sistemi di magnitude e la loro calibrazione data da Bessel, M. S. 2005, ARA&A, 43, 293

Ad esempio, il sistema di Johnson viene definito in modo tale che la stella α Lyr (Vega) abbia $V = 0.03$ e tutti i colori siano uguali a zero.

I flussi stellari si misurano in [Jy]:

- $1 \text{ Jy} = 10^{-23} \text{ erg sec}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$
- $1 \text{ Jy} = 1.51 \times 10^7 \text{ fotoni sec}^{-1} \text{ m}^{-2} (d\lambda/\lambda)^{-1}$

Filtri per fotometria in banda

Banda	λ_c [μ]	$d\lambda/\lambda$	Flusso per $m = 0$ [Jy]	Referenza
U	0.36	0.15	1810	Bessel (1979)
B	0.44	0.22	4260	Bessel (1979)
V	0.55	0.16	3640	Bessel (1979)
R	0.64	0.23	3080	Bessel (1979)
I	0.79	0.19	2550	Bessel (1979)
J	1.26	0.16	1600	Campins, Reike, and Lebovsky (1985)
H	1.60	0.23	1080	Campins, Reike, and Lebovsky (1985)
K	2.22	0.23	670	Campins, Reike, and Lebovsky (1985)
g	0.52	0.14	3730	Campins, Reike, and Lebovsky (1985)
r	0.67	0.14	4490	Campins, Reike, and Lebovsky (1985)
i	0.79	0.16	4760	Campins, Reike, and Lebovsky (1985)
z	0.91	0.13	4810	Campins, Reike, and Lebovsky (1985)

Esempio: quanti fotoni nella banda V incidono su un'area di 1 rmm^2 alla sommità dell'atmosfera, provenienti da una stella di magnitudine in tale banda pari a $V = 23.90$?

Dalla tabella precedente il flusso per $V = 0$ è 3640 Jy ; quindi dalla relazione

$$m_{\text{star}} - m_{\text{Vega}} = -2.5 \log \left(\frac{f_{\text{star}}}{f_{\text{Vega}}} \right)$$

otteniamo

$$f_{\text{star}} = f_{\text{Vega}} 10^{-0.4(m_{\text{star}} - m_{\text{Vega}})} = 3640 \times 2.75 \times 10^{-10} = 10^{-6} \text{ Jy}$$

Essendo che $d\lambda/\lambda = 0.16$, nella banda V il flusso di fotoni, ovvero il numero di fotoni raccolti in un secondo da una superficie di 1 metro quadrato, è:

$$f_{\text{ph}} = 10^{-6} \times 1.51 \times 10^7 \times 0.16 = 2.42 \text{ fotoni sec}^{-1} \text{ m}^{-2}$$

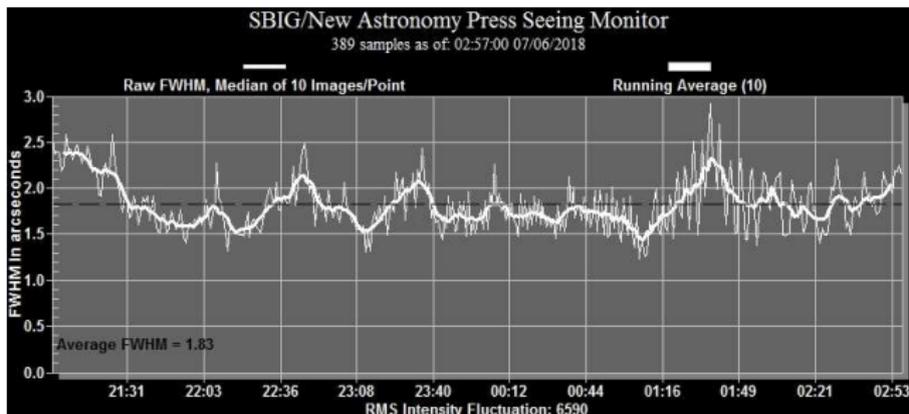
Fotoni al rivelatore

Consideriamo un rivelatore con pixel di $10 \mu\text{m}$, posto al primo fuoco del telescopio Hale di Monte Palomar. Ricordiamo che la scala di questo telescopio è

$$\text{scala} = 2.58''/\text{mm}$$

Significa che in un pixel cadranno $2.58/100 = 0.03''$.

Il seeing a Monte Palomar è pari a 1.83 secondi d'arco. Quindi l'energia della stella (in realtà circa la metà) cadranno su $\pi(0.5 \times 1.83/0.03)^2 = 2922 \text{ px}$.



Consideriamo un rivelatore con pixel di $10\ \mu\text{m}$, posto al primo fuoco di un telescopio da 1 m di focale, che quindi ha una scala $scala = 206.27''/\text{mm}$. Significa che in un pixel cadranno $206.27/100 = 1.03''$.

Il seeing medio cittadino potrebbe essere pari a 3 secondi d'arco. Quindi l'energia della stella (in realtà circa la metà) cadranno su

$$\pi(0.5 \times 3/1.03)^2 = 13.33\ \text{px.}$$

Le supernovae

Luca Zangrilli

Istituto Nazionale di Astrofisica
luca.zangrilli@inaf.it

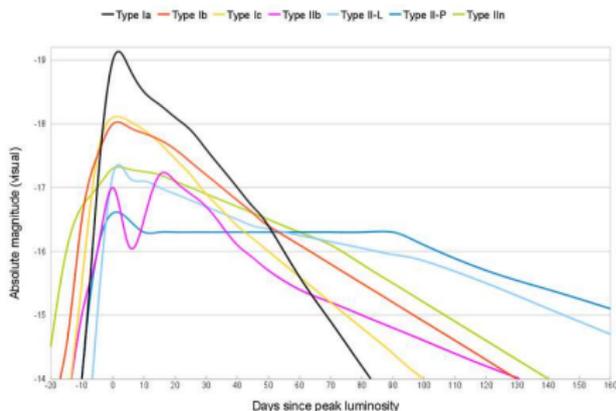
May 27, 2021

Stima della energia emessa da una supernova

Per cominciare a capire la natura del fenomeno supernova, possiamo valutare la quantità di energia coinvolta.

Per fare questo abbiamo bisogno di sapere:

- magnitudine assoluta delle supernovae al massimo;
- evoluzione del fenomeno, descritta dalla sua curva di luce, e dell'intervallo temporale in cui questo si svolge.



THE ASTRONOMICAL JOURNAL, 147:118 (11pp), 2014 May

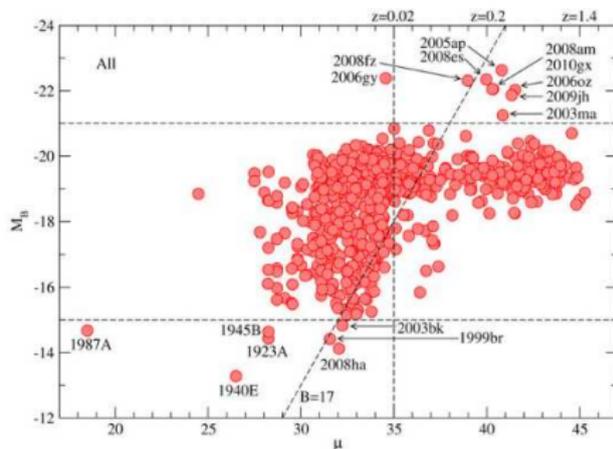


Figure 2. Peak absolute magnitudes of all 718 supernovae for which peak magnitudes are available are plotted here against distance modulus (Miller diagram).

Come abbiamo visto i valori sono molto variabili.

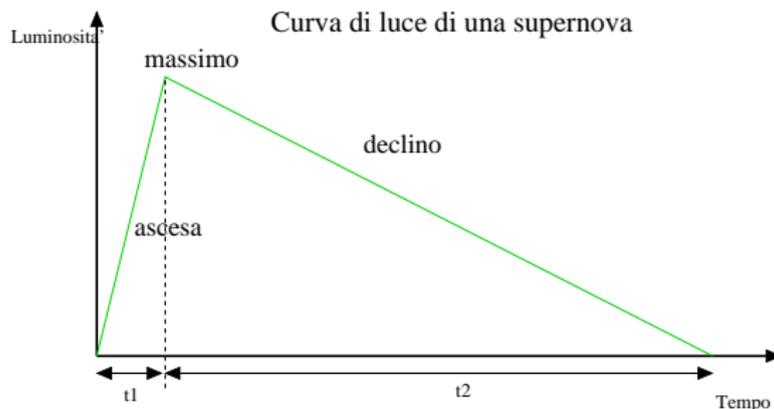
Possiamo dare i seguenti valori di riferimento:

- **SN Ia:** $M_B = -19.25 \pm 0.2$; si può considerare anche la velocità con cui avviene il declino; relazione empirica di Phillips: $M_B = -21.726 + 2.698\Delta m_{15}$, dove Δm_{15} è la variazione in magnitudine dopo 15 giorni dal picco.
- Per le SN II la variabilità della luminosità assoluta al massimo è decisamente più variabile.
- La salita al massimo dura approssimativamente 15 giorni, mentre il declino può essere assunto dell'ordine dei 150 giorni.

Stima della energia emessa da una supernova

Per stimare l'energia emessa da una supernova, in modo molto approssimato possiamo pensare all'area sottesa dalla curva di luce come data dalla somma di una salita lineare al massimo di una durata Δt_1 e di una discesa lineare della durata Δt_2 .

In realtà sappiamo che salita e discesa non hanno un andamento lineare, ma non vogliamo complicare troppo il calcolo.



$$E = \frac{1}{2} L_{max} \times t_1 + \frac{1}{2} L_{max} \times t_2$$

Stima della energia emessa da una supernova

La luminosità al massimo la possiamo ottenere dalla differenza di magnitudine assoluta tra la supernova e il Sole:

$$m_{sole} - m_{supernova} = \Delta m = -2.5 \log_{10} \left(\frac{L_{sole}}{L_{supernova}} \right) = 4.83 - (-18) = 22.83$$

$$\frac{L_{sole}}{L_{supernova}} = 10^{22.83/2.5} = 1.355 \times 10^9$$

$$L_{sun} = 3.827 \times 10^{26} \text{ W}$$

$$\begin{aligned} E_{supernova} &= 3.827 \times 10^{26} \times 1.355 \times 10^9 \times \frac{1}{2} (t_1 + t_2) = \\ &= 5.186 \times 10^{36} \times 0.5 \times 1.4267 \times 10^7 = 3.70 \times 10^{43} \text{ J} \end{aligned}$$

dove l'intervallo di tempo complessivo in secondi è:

$$(15 + 150) \times 86400 = 1.4267 \times 10^7 \text{ s}$$

Stima della energia emessa da una supernova

Il risultato si confronta bene con le stime di circa 10^{44} J

Stima della energia emessa da una supernova

Considerazioni:

- Il Sole produce quest'energia nell'intero arco della sua vita:

$$E_{sun} = L_{sun} \times 86400 \times 365 \times 10^{10} = 1.206 \times 10^{44} \text{J}$$

- La nostra Via Lattea è costituita da circa 10^{11} stelle, mediamente come il Sole (le stelle di piccola taglia sono la stragrande maggioranza). La luminosità della via Lattea è

$$L_{ViaLattea} \approx 3.827 \times 10^{26} \times 10^{11} \approx 3.827 \times 10^{37} \text{W}$$

- La luminosità di una supernova al massimo è

$$L_{ViaLattea} \approx 3.827 \times 10^{26} \times 1.355 \times 10^9 = 5.186 \times 10^{35} \text{W}$$

- Ci sono supernovae che raggiungono la magnitudine assoluta -22

$$\frac{L_{sole}}{L_{supernova}} = 10^{26.83/2.5} = 5.395 \times 10^{10}$$

che quindi possono rivaleggiare con la luminosità dell'intera galassia ospite.



Esercizio proposto:

Calcolare la magnitudine apparente di una supernova che dovesse esplodere alla distanza di 1000 pc da noi. Se la magnitudine di Venere al massimo è (circa) $m_{Venere} = -4.5$, a quale distanza dovrebbe esplodere una supernova per rivaleggiare in luminosità con Venere?



Esercizio proposto:

Supponiamo di voler scoprire visualmente supernovae nella galassia M31 di Andromeda, con l'uso di un telescopio amatoriale, avendo a disposizione un cielo di ottima qualità e privo di inquinamento luminoso. Quale dovrà essere il suo diametro minimo?



Esercizio proposto: La magnitudine limite

**dello Space Hubble Telescope è $m = 31$.
Stabilire fino a quale distanza posso
utilizzare le SN la come indicatrici:**

- **Gruppo Locale: raggio 1.53×10^6 pc**
- **Ammasso della Vergine: distanza 18×10^6 pc**
- **Superammasso (superammassi) di Ercole: distanza 138×10^6 pc**

Qual'è la quantità di energia gravitazionale liberata da una supernova? La possiamo stimare dall'energia potenziale gravitazionale del remnant, ovvero una stella di neutroni di 15 km di raggio:

$$\begin{aligned} E_{grav} &\approx \frac{GM^2}{R} \\ &\approx \frac{(7 \times 10^{-11})(2 \times 10^{30})^2}{1.5 \times 10^4} \\ &\approx 2 \times 10^{46} \text{ J} \end{aligned}$$

maggiore di circa due ordini di grandezza rispetto all'energia emessa in radiazione elettromagnetica.

Abbiamo due domande a cui vorremmo rispondere:

- **dov'è finita l'energia mancante?**
- **nel caso delle SN Ia, come può una stella simile al Sole esplodere ed emettere tanta energia?**

Le supernovae

Luca Zangrilli

Istituto Nazionale di Astrofisica
luca.zangrilli@inaf.it

May 26, 2021

Il metodo a gradini di Argelander

Un metodo possibile per stimare visualmente la luminosità delle stelle è quello a gradini di Argelander.

Tale metodo fu sviluppato nell'800, quando ancora non era a disposizione di tutti la tecnica fotografica al telescopio. Il vantaggio consisteva nel permettere a un gran numero di astrofili di compiere misure su oggetti di luminosità variabile, con mezzi a disposizione di chiunque.



Gli astronomi professionisti non sono in grado di seguire tutti i fenomeni di variabilità con la dovuta cadenza temporale. In questo caso l'opera degli astrofili risulta preziosa e insostituibile.

Il metodo a gradini di Argelander

Il metodo a gradini di Argelander si basa sul confronto della luminosità dell'oggetto variabile (ad esempio una stella, oppure un asteroide), con altre due stelle di luminosità nota, una più luminosa, l'altra meno.

È importante scegliere opportunamente le stelle di confronto, che devono soddisfare le seguenti condizioni:

- avere luminosità costante;
- essere nello stesso campo osservato;
- avere medesimo colore/spettro della variabile;
- essere prossime alla variabile, per evitare l'estinzione atmosferica.



L'idea è di valutare qualitativamente la differenza di luminosità tra la stella in esame e due stelle di confronto, assegnando un certo numero di gradini a tale differenza.

Di seguito vengono date le definizioni dei gradini:

- **0 GRADINI:** quando le due stelle appaiono uguali anche dopo una osservazione prolungata;
- **1 GRADINO:** quando le due stelle al primo colpo d'occhio sembrano uguali e solo dopo un certo tempo ci si accorge che una é piú luminosa dell'altra;
- **2 GRADINI:** quando le due stelle sembrano uguali al primo colpo d'occhio ma subito dopo si nota un differenza di luminosità;
- **3 GRADINI:** quando già al primo colpo d'occhio si nota una certa differenza;
- **4 GRADINI:** quando al primo colpo d'occhio la differenza é ben evidente;
- **5 GRADINI:** quando si ha un'evidente sproporzione di luminosità fra le stelle in esame.

Il metodo a gradini di Argelander

Di seguito vengono date le definizioni dei gradini:

- **0 GRADINI:** quando le due stelle appaiono uguali anche dopo una osservazione prolungata;
- **1 GRADINO:** quando le due stelle al primo colpo d'occhio sembrano uguali e solo dopo un certo tempo ci si accorge che una è piú luminosa dell'altra;
- **2 GRADINI:** quando le due stelle sembrano uguali al primo colpo d'occhio ma subito dopo si nota un differenza di luminosità;
- **3 GRADINI:** quando già al primo colpo d'occhio si nota una certa differenza;
- **4 GRADINI:** quando al primo colpo d'occhio la differenza è ben evidente;
- **5 GRADINI:** quando si ha un'evidente sproporzione di luminosità fra le stelle in esame.

Non è consigliabile effettuare la stima utilizzando piú di 4 o 5 gradini. Un gradino corrisponde circa alla differenza di 0.1 magnitudini. Vanno utilizzate due stelle di confronto, una piú brillante e una meno brillante della stella che si vuole studiare.

Indicate con m_A e m_B le magnitudini delle stelle di confronto, con x i gradini di differenza tra la stella A e la variabile, e y tra la stella B e la variabile, la notazione usuale di una stima é

$$A(x)V(y)B$$

la magnitudine m_V della variabile si ottiene imponendo la proporzionalità lineare tra gradini e differenza di magnitudine:

$$m_V = m_A + \frac{x}{x+y} \times (m_B - m_A)$$

Interpolazione lineare: se pensiamo a un piano dove l'ascissa è misurata in gradini, e l'ordinata in magnitudini, la stella **A** sarà rappresentata dal punto $(0, m_A)$, e la stella **B** dal punto $(x + y, m_B)$, in quanto il numero di gradini che separano **B** da **A** sarà dato dalla somma dei gradini di cui **V** dista da **A**, più i gradini di cui **B** dista da **V** (**V** è in mezzo tra le due stelle di confronto).

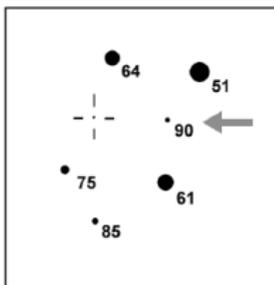
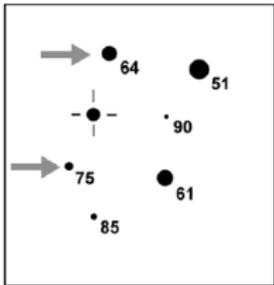
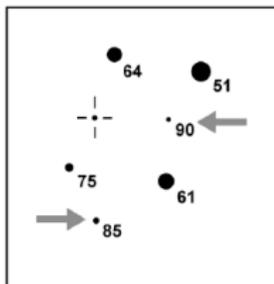
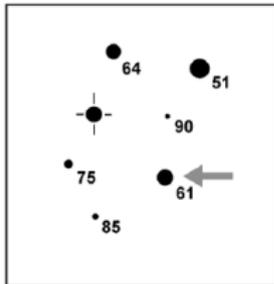
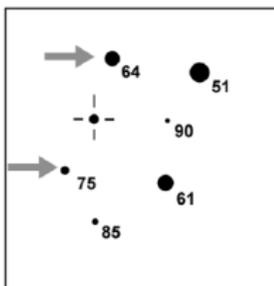
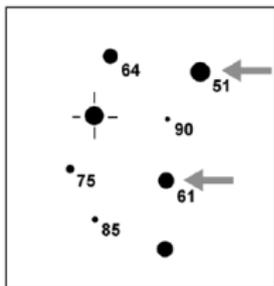
L'equazione della retta di interpolazione sarà data quindi dalla condizione:

$$\frac{x - 0}{x + y - 0} = \frac{m_V - m_A}{m_B - m_A}$$

ovvero

$$m_V = m_A + \frac{x}{x + y} \times (m_B - m_A)$$

Il metodo a gradini di Argelander



Di seguito vengono dati degli esempi di stima visuale di una stella variabile (individuata da quattro tacche disposte a croce), e delle stelle di confronto utilizzate (indicate con due frecce):

- in alto a sinistra, scegliendo

$$A = 5.1 \text{ mag}, B = 6.1 \text{ mag}: A(0)V(3)B$$

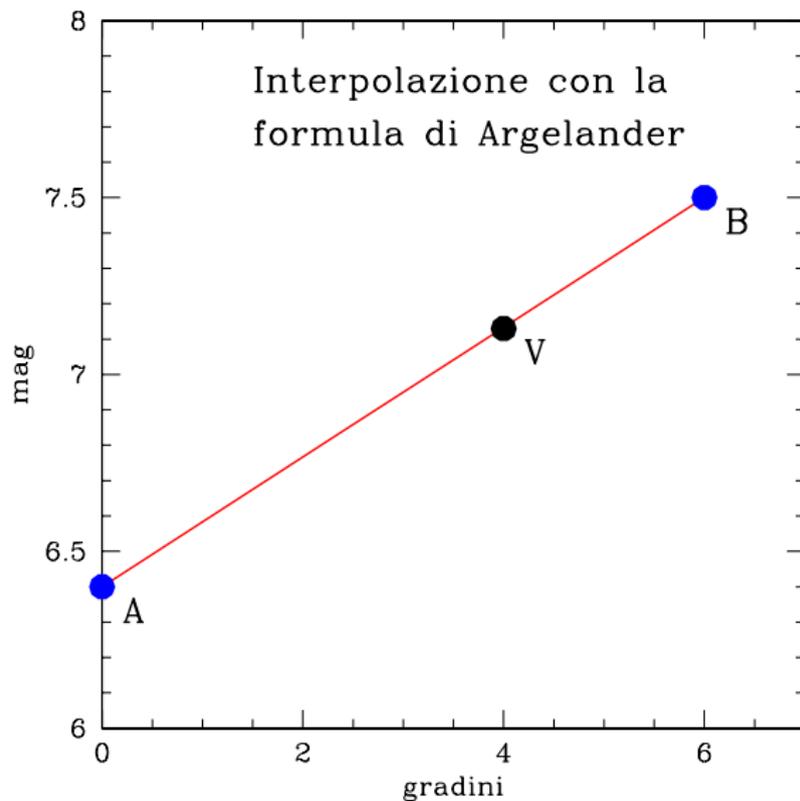
$$\begin{aligned} V &= A + \frac{x}{x+y} \times (B - A) \\ &= 5.1 + \frac{0}{0+3} \times (6.1 - 5.1) = 5.1 \end{aligned}$$

- in alto a destra, scegliendo $A = 6.4 \text{ mag}$, $B = 7.5 \text{ mag}: A(4)V(2)B$

$$\begin{aligned} V &= A + \frac{x}{x+y} \times (B - A) \\ &= 6.4 + \frac{4}{4+2} \times (7.5 - 6.4) = 7.1 \end{aligned}$$

- ...

Il metodo a gradini di Argelander



Il metodo a gradini di Argelander

La regione di Fechner:

La stella variabile di cui vogliamo stimare la luminosità dovrebbe apparire all'osservazione attraverso il telescopio, brillante come una stella compresa tra le magnitudini 0.5 e 3.5 quando viene osservata ad occhio nudo, corrispondente alla *regione di Fechner*.

Le aperture richieste sono date di seguito in tabella:

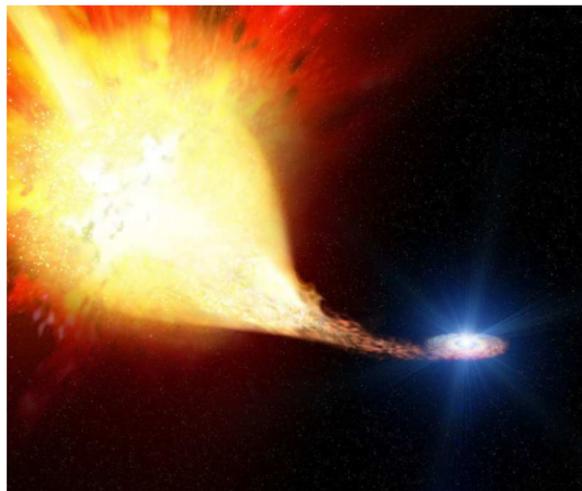
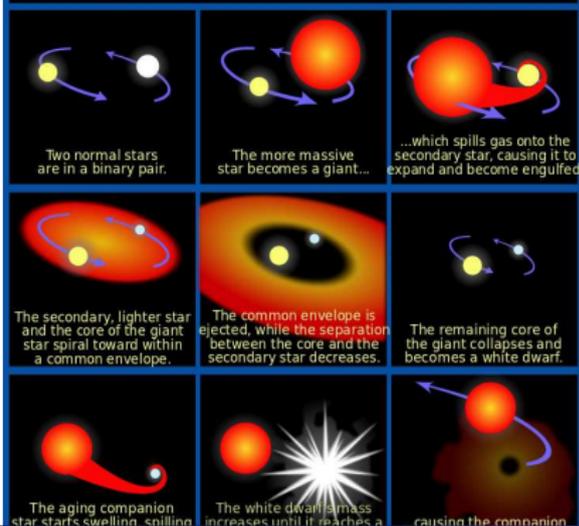
Intervallo magnitudini	Apertura dello strumento [mm]	Note
da 0.5 a 4.5	7	occhio nudo
da 2.5 a 6.5	20	binocolo da teatro
da 4.5 a 8.5	50	binocolo
da 6.5 a 10.5	100	telescopio
da 8.5 a 12.5	250	telescopio

Supernovae Ia

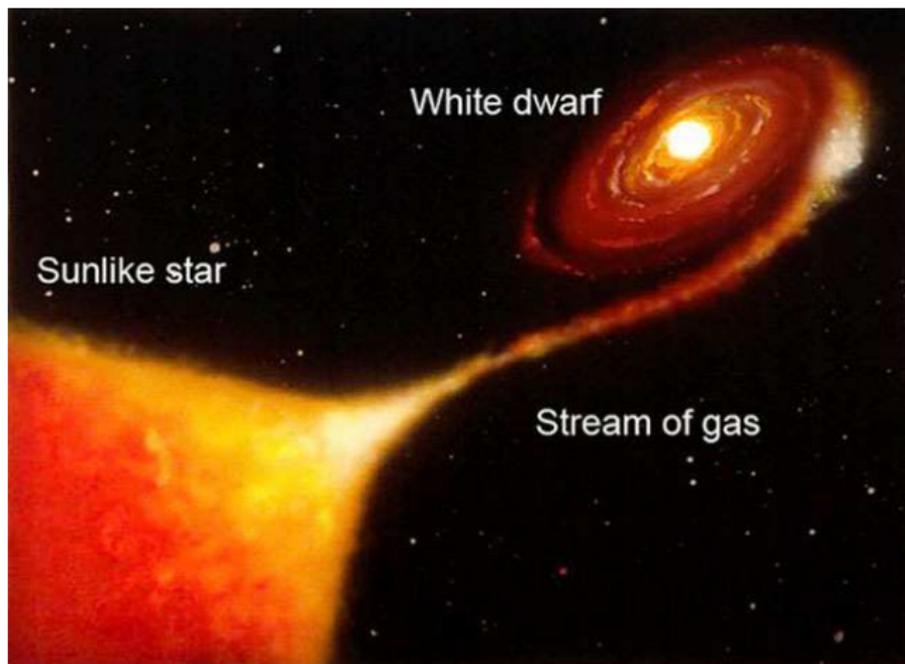
Le supernovae di tipo Ia sono si pensa abbiano origine dall'esplosione di una nana bianca, in un sistema binario, che acquisisce materia dalla stella compagna. Non potendo superare la massa di Chandrasekhar, va soggetta a un cosiddetto runaway termico, ed esplose come supernova.

La somiglianza nei profili di luminosità assoluta di questi oggetti, li rende candidati ideali per essere candele standard.

The progenitor of a Type Ia supernova

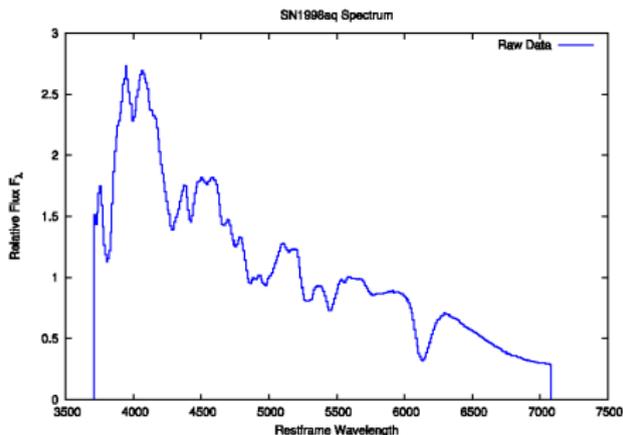


Supernovae Ia

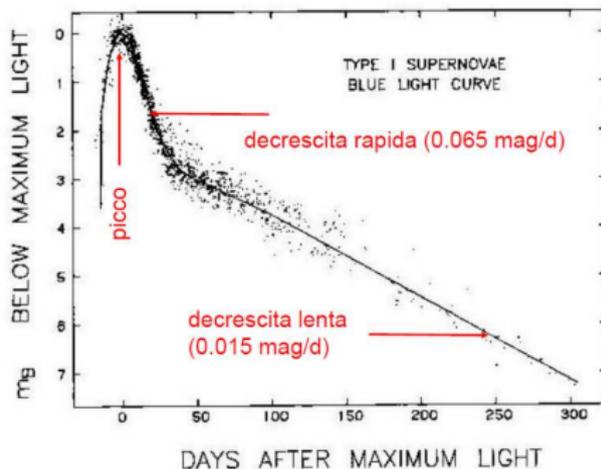


Supernovae Ia

Spettro della supernova di tipo Ia
SN1998aq, un giorno dopo il massimo
nella banda B.



Curva di luce di una supernova di tipo Ia. Gli andamenti differenti sono dovuti al decadimento di elementi diversi: il picco è dovuto al decadimento del nichel (Ni); la fase successiva è dovuta al cobalto (Co).



IL METODO A GRADINI DI ARGELANDER

- **Calcolare il modulo della distanza. Nell'ipotesi che si tratti di una supernova Ia e la sua magnitudine assoluta sia**

$$M_B = -21.726 + 2.698\Delta m_{15}$$

dove Δm_{15} è la variazione in magnitudine dopo 15 giorni dal picco.

- **Trascurando l'assorbimento delle polveri calcolare la distanza in pc.**
- **In base al risultato ottenuto sapete dire se l'oggetto è galattico o Extragalattico**
- **Conoscendo la magnitudine assoluta del Sole (4,83 mag) calcolare quante volte è più brillante.**



Le supernovae

Luca Zangrilli

Istituto Nazionale di Astrofisica
luca.zangrilli@inaf.it

May 26, 2021

Applicazione del metodo a gradini di Argelander

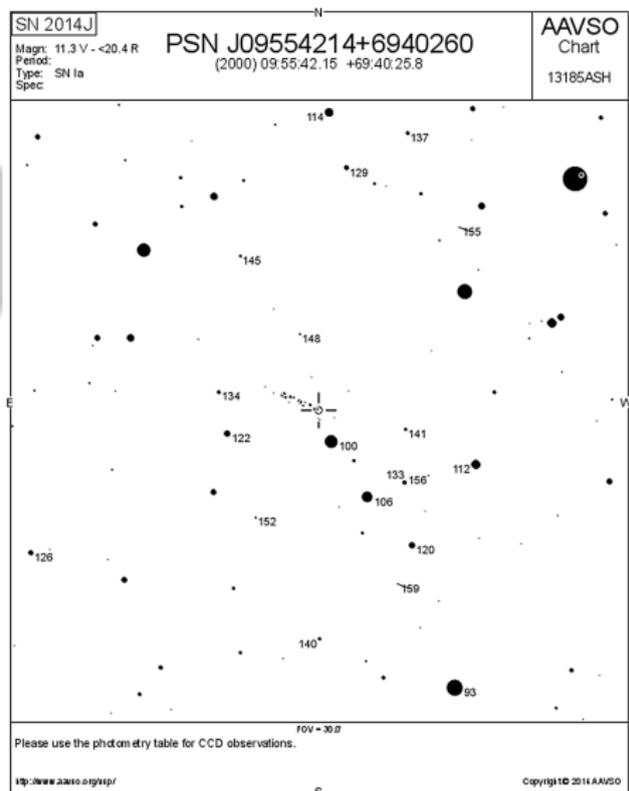
Nel gennaio 2014, si è osservata l'esplosione di una supernova nella Galassia M82, denominata SN 2014J. Si è trattato di una supernova di tipo-Ia, la più vicina supernova del genere da 42 anni.

Fu scoperta per caso durante un'esercitazione per studenti presso l'Osservatorio della University of London.



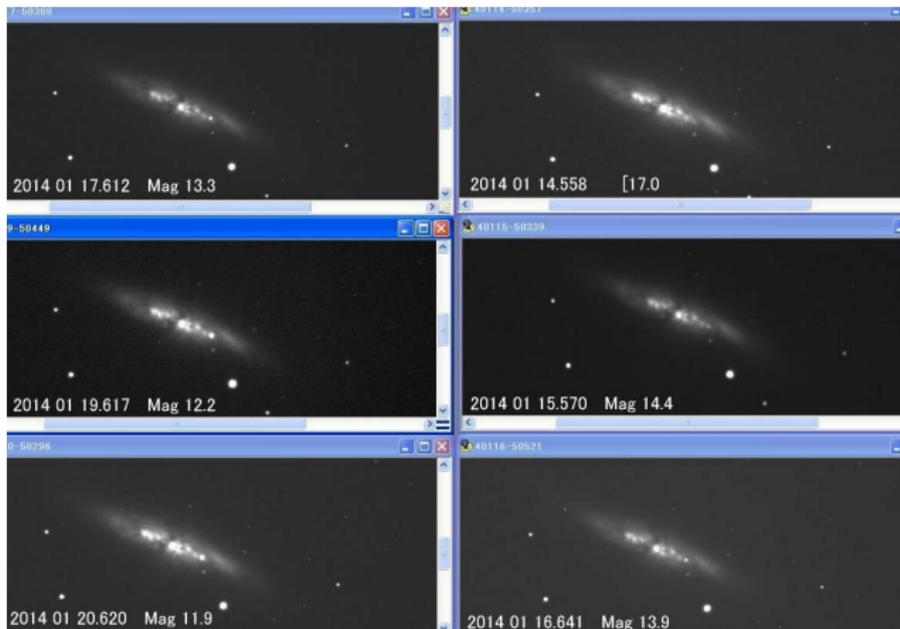
Esercizio: stimate la luminosità della supernova con il metodo a gradini di Argelander, tracciatene la curva di luce e il massimo di luminosità; calcolate quindi la distanza di M82 usando la calibrazione di M_{\max} per questa classe di supernovae.

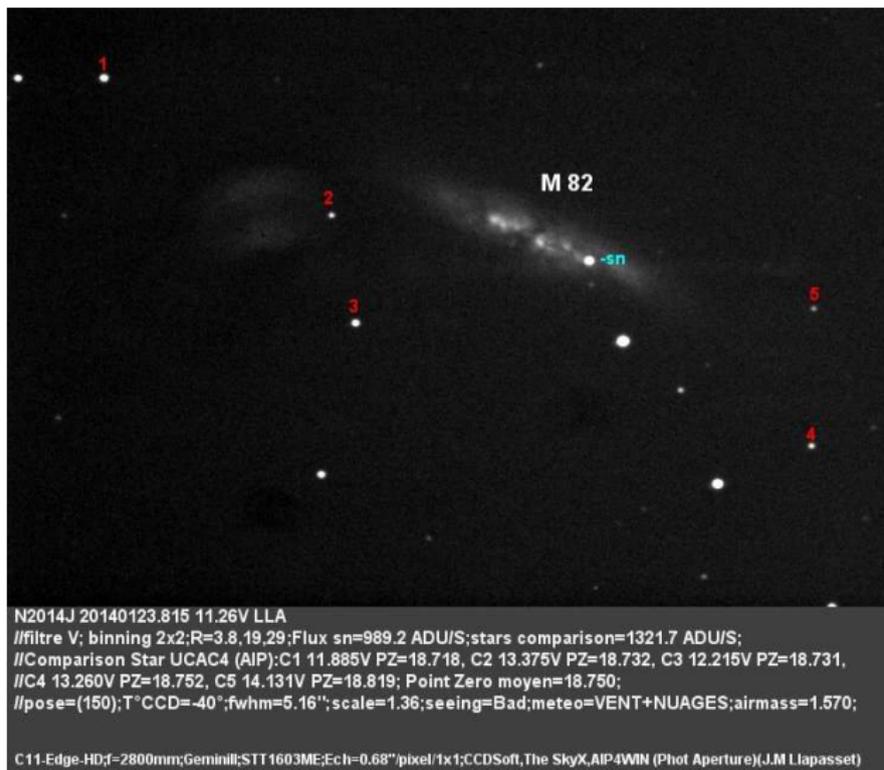
Immagine di M82, qui sotto; a destra carta con le stelle di confronto pubblicata dall'associazione AAVSO.



Salita al massimo di sn2014j; l'applicazione del metodo di Argelander è qui lasciata come esercizio.

S1: 11.89V, S2: 13.38V, S3: 12.22V, S4: 13.26V, S5: 14.13V, S6: 10.00V



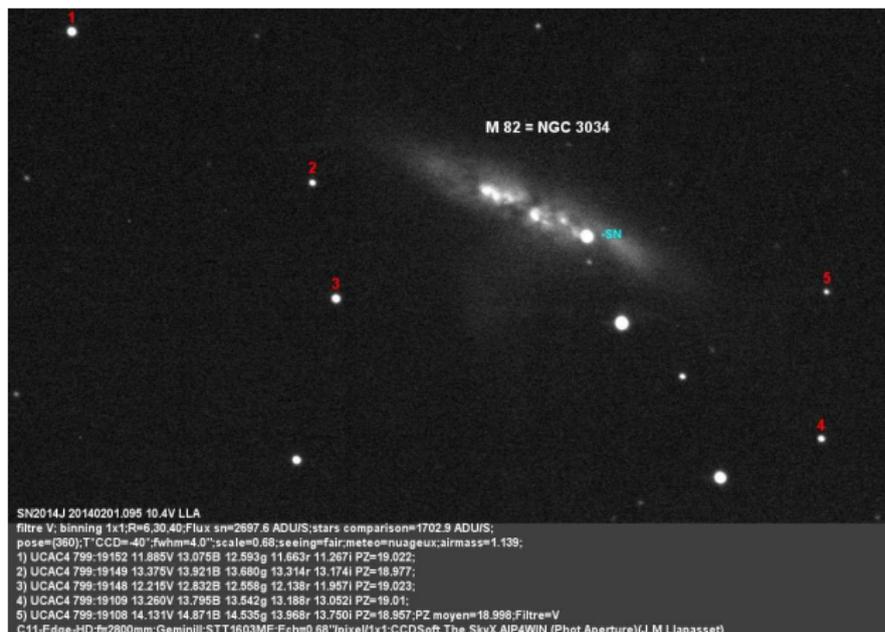


S1: 11.89V
 S2: 13.38V
 S3: 12.22V
 S4: 13.26V
 S5: 14.13V
 S6: 10.00V

$$A = S6, \quad B = S1$$

$$A(4)V(3)B$$

$$\begin{aligned} m_V &= m_A + \frac{x}{x+y} (m_B - m_A) \\ &= 10.00 + \frac{4}{7} (11.89 - 10.00) \\ &= 11.08 \end{aligned}$$

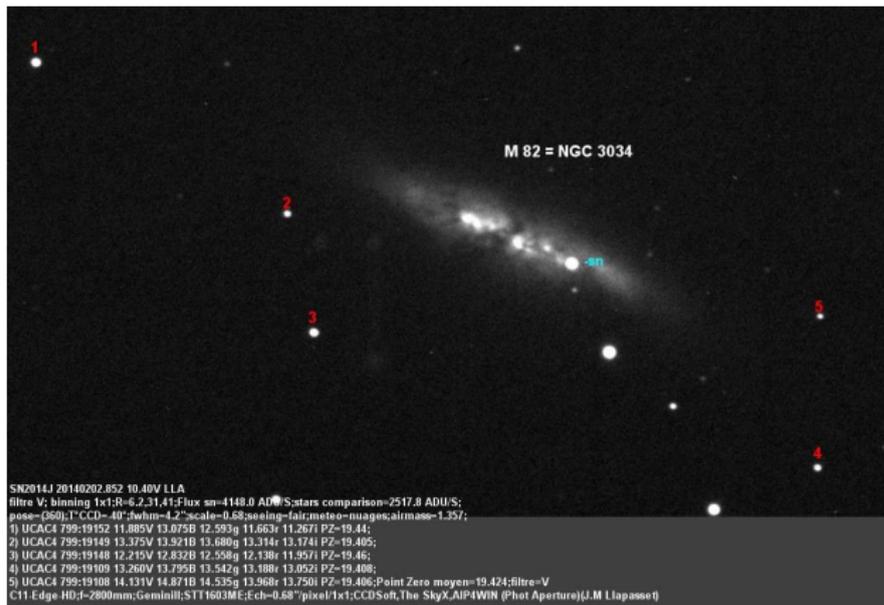


S1: 11.89V
 S2: 13.38V
 S3: 12.22V
 S4: 13.26V
 S5: 14.13V
 S6: 10.00V

$$A = S6 \quad , \quad B = S1$$

$$A(1)V(4)B$$

$$\begin{aligned} m_V &= m_A + \frac{x}{x+y} (m_B - m_A) \\ &= 10.00 + \frac{1}{5} (11.89 - 10.00) \\ &= 10.38 \end{aligned}$$

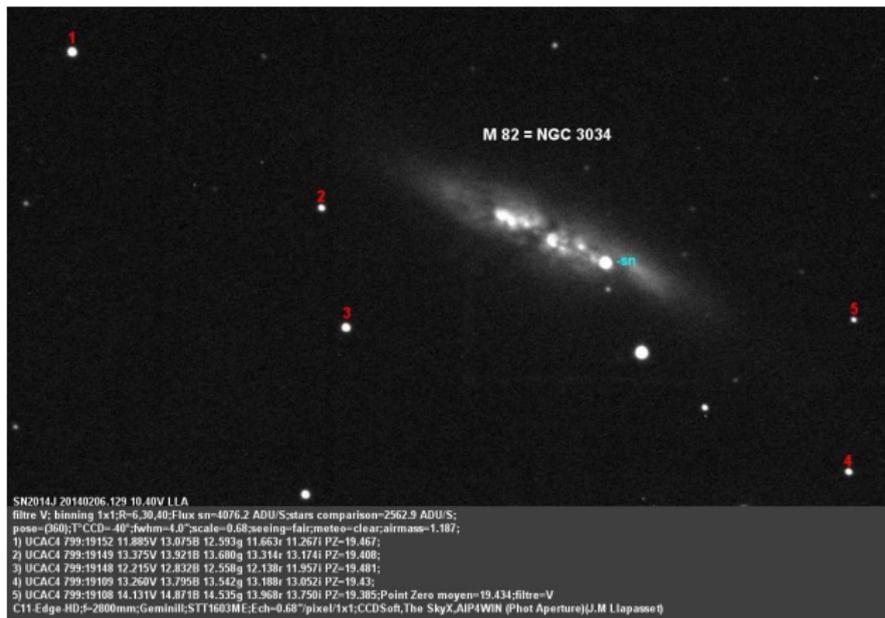


S1: 11.89V
 S2: 13.38V
 S3: 12.22V
 S4: 13.26V
 S5: 14.13V
 S6: 10.00V

$$A = S6 \quad , \quad B = S1$$

$$A(1)V(4)B$$

$$\begin{aligned}
 m_V &= m_A + \frac{x}{x+y} (m_B - m_A) \\
 &= 10.00 + \frac{1}{5} (11.89 - 10.00) \\
 &= 10.38
 \end{aligned}$$

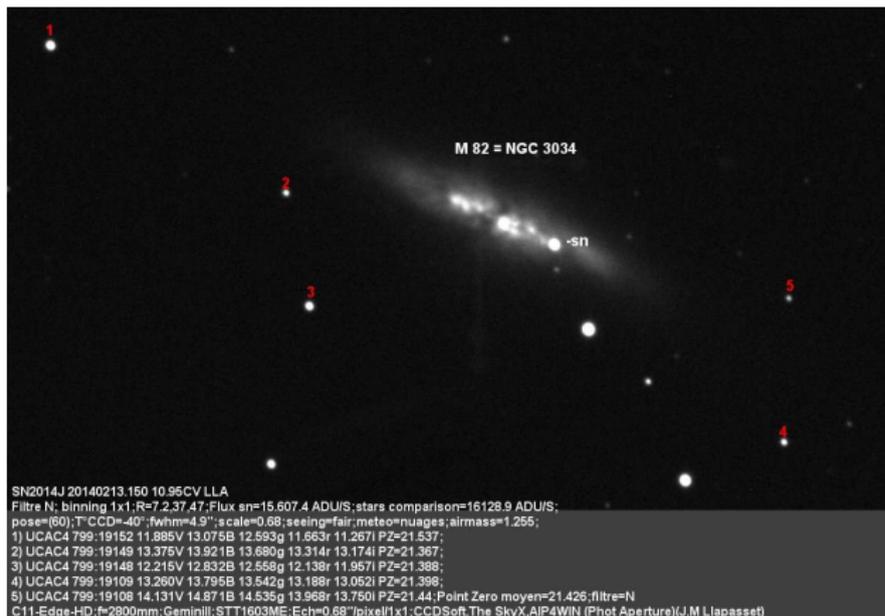


S1: 11.89V
 S2: 13.38V
 S3: 12.22V
 S4: 13.26V
 S5: 14.13V
 S6: 10.00V

$$A = S6 \quad , \quad B = S3$$

$$A(1)V(4)B$$

$$\begin{aligned} m_V &= m_A + \frac{x}{x+y} (m_B - m_A) \\ &= 10.00 + \frac{1}{5} (12.22 - 10.00) \\ &= 10.44 \end{aligned}$$

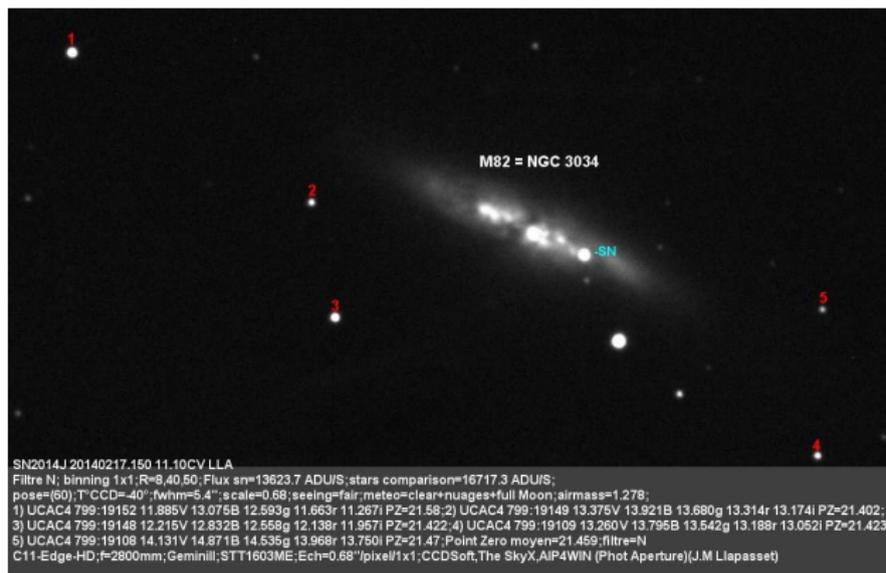


S1: 11.89V
 S2: 13.38V
 S3: 12.22V
 S4: 13.26V
 S5: 14.13V
 S6: 10.00V

$$A = S6 \quad , \quad B = S3$$

$$A(2)V(4)B$$

$$\begin{aligned}
 m_V &= m_A + \frac{x}{x+y} (m_B - m_A) \\
 &= 10.00 + \frac{2}{6} (12.22 - 10.00) \\
 &= 10.74
 \end{aligned}$$

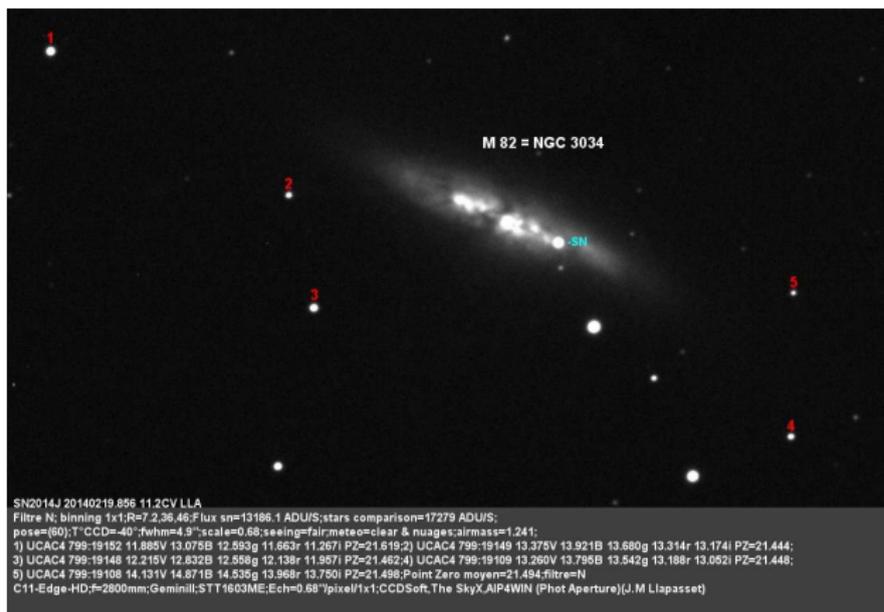


S1: 11.89V
S2: 13.38V
S3: 12.22V
S4: 13.26V
S5: 14.13V
S6: 10.00V

$$A = S6 \quad , \quad B = S3$$

$$A(2)V(4)B$$

$$\begin{aligned} m_V &= m_A + \frac{x}{x+y} (m_B - m_A) \\ &= 10.00 + \frac{2}{6} (12.22 - 10.00) \\ &= 10.74 \end{aligned}$$

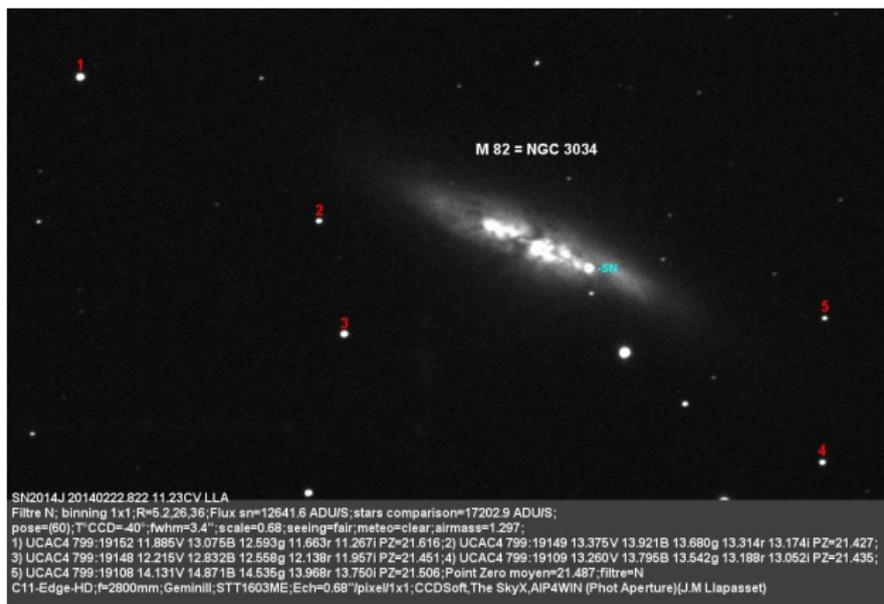


S1: 11.89V
 S2: 13.38V
 S3: 12.22V
 S4: 13.26V
 S5: 14.13V
 S6: 10.00V

$$A = S6 \quad , \quad B = S3$$

$$A(3)V(4)B$$

$$\begin{aligned} m_V &= m_A + \frac{x}{x+y} (m_B - m_A) \\ &= 10.00 + \frac{2}{6} (12.22 - 10.00) \\ &= 10.95 \end{aligned}$$

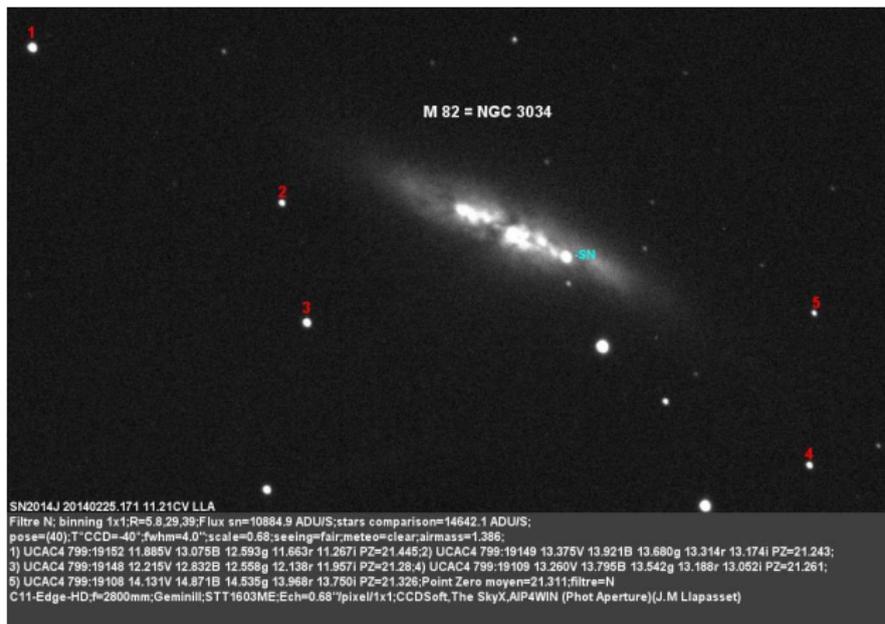


S1: 11.89V
 S2: 13.38V
 S3: 12.22V
 S4: 13.26V
 S5: 14.13V
 S6: 10.00V

$$A = S6 \quad , \quad B = S3$$

$$A(3)V(3)B$$

$$\begin{aligned} m_V &= m_A + \frac{x}{x+y} (m_B - m_A) \\ &= 10.00 + \frac{3}{6} (12.22 - 10.00) \\ &= 11.11 \end{aligned}$$



S1: 11.89V
 S2: 13.38V
 S3: 12.22V
 S4: 13.26V
 S5: 14.13V
 S6: 10.00V

$$A = S6 \quad , \quad B = S3$$

$$A(3)V(3)B$$

$$\begin{aligned} m_V &= m_A + \frac{x}{x+y} (m_B - m_A) \\ &= 10.00 + \frac{3}{6} (12.22 - 10.00) \\ &= 11.11 \end{aligned}$$

Le supernovae

Luca Zangrilli

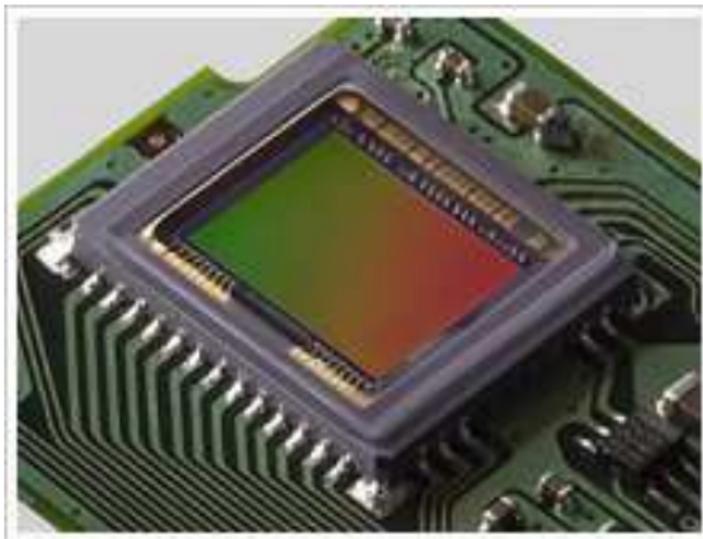
Istituto Nazionale di Astrofisica
luca.zangrilli@inaf.it

May 27, 2021

Charge Coupled Device (CCD)

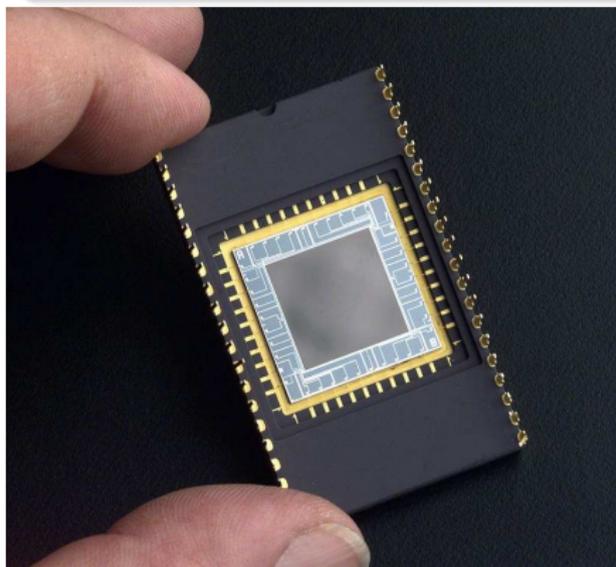
I Charge-Coupled Device (CCD), o dispositivi ad accoppiamento di carica, vengono ideati nel 1969 da Williard Boyle e George E. Smith (nobel 2009) negli AT&T Bell Labs.

Si tratta di circuiti digitali con funzioni di registro a scorrimento, in pratica degli elementi di memoria bidimensionali. Nei test ci si accorse che la carica depositata tendeva a crescere con i livelli di esposizione!



Sensori per l'astronomia

I CCD funzionano convertendo la luce in una matrice di cariche elettriche, in un chip al silicio. Le cariche vengono quindi digitalizzate e immagazzinate in un file del computer.



In origine i ccd erano stati pensati come dispositivi di memoria. Quindi, la loro proprietà di essere sensibili alla luce venne sfruttata immediatamente per registrare immagini, portando a una delle più recenti rivoluzioni in Astronomia.

Charge-Coupled Device (CCD)

A Willard S. Boyle e George E. Smith fu conferito il Premio Nobel per la fisica nel 2009.

Nel 1975 fu realizzata la prima videocamera con CCD con una qualità dell'immagine sufficiente per le riprese televisive. Agli inizi del XXI secolo il CCD è diventato il cuore delle moderne fotocamere e videocamere digitali e anche dei fax e degli scanner.



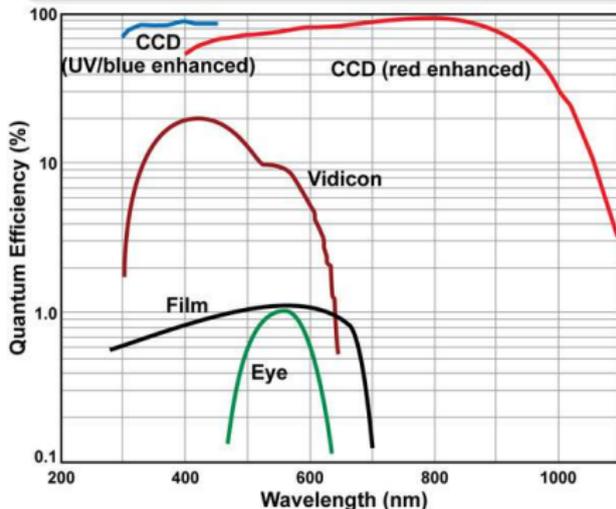
Le caratteristiche da considerare per un sensore possono essere riassunte nei punti seguenti:

- avere un elevato rapporto segnale/rumore; il rumore si origina soprattutto negli elementi fotosensibili: a causa dell'agitazione termica vengono a generarsi delle cariche elettriche spurie;
- avere adeguata dimensione fisica;
- avere un adeguato numero di pixel;
- avere elevata gamma dinamica, ovvero molti intervalli di luminosità prima della saturazione;
- deve avere buona pulizia di immagine, ovvero assenza di artefatti.

Efficienza quantica di un CCD

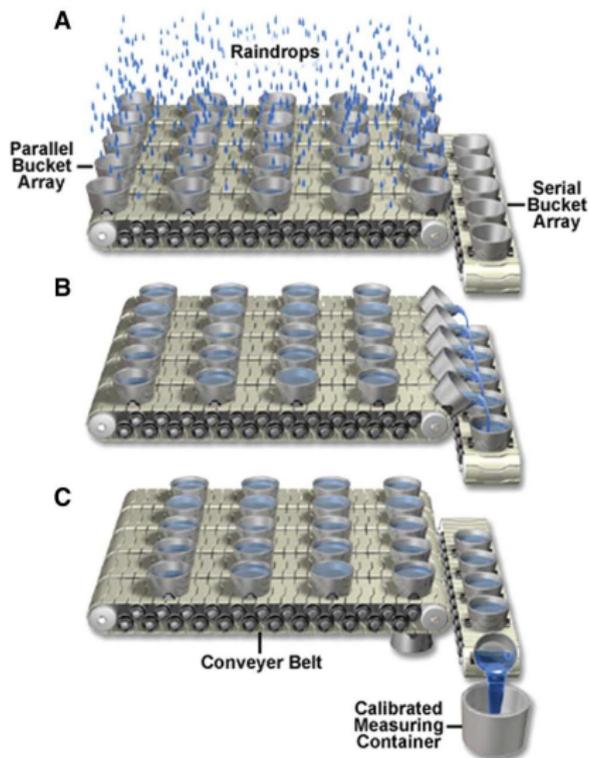
Se vogliamo sfruttare al meglio le capacità di un telescopio, abbiamo bisogno di rivelatori che riescano a rivelare il maggior numero di fotoni che provengono da un oggetto osservato.

La misura di questa capacità è la cosiddetta *EFFICIENZA QUANTICA*.



Per un CCD l'efficienza quantica è prossima al 100%, su un'ampia banda spettrale, mentre per l'occhio e per i film (o lastre) fotografici si aggirava attorno all'1%.

Analogia della pioggia di fotoni



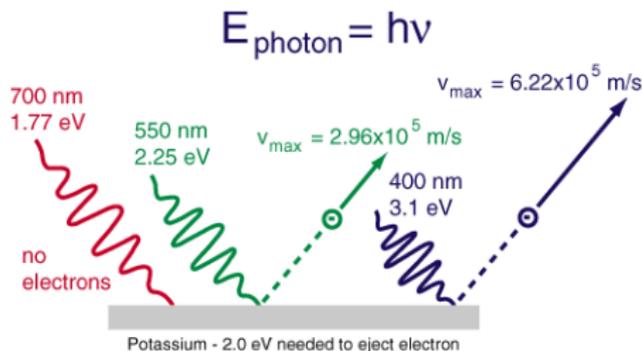
Effetto fotoelettrico

Il principio di funzionamento di un CMOS si basa sull'effetto fotoelettrico, utilizzando semiconduttori (tipo p o tipo n).

Esiste una energia di soglia e quindi una lunghezza d'onda:

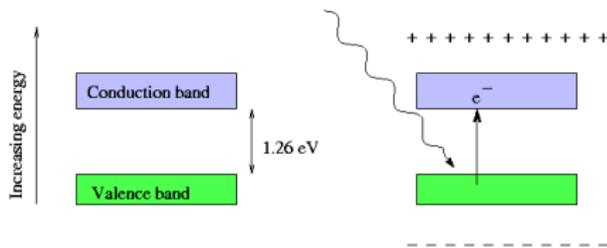
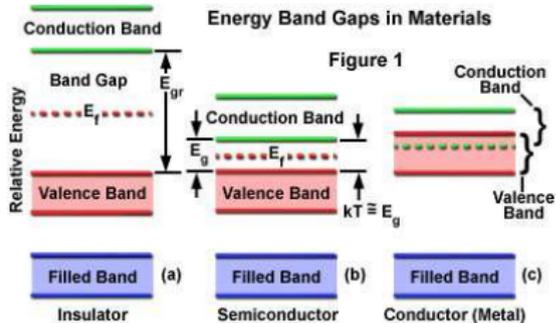
$$\lambda_c = \frac{hc}{E_g}$$

superata la quale vengono liberati elettroni.



Photoelectric effect

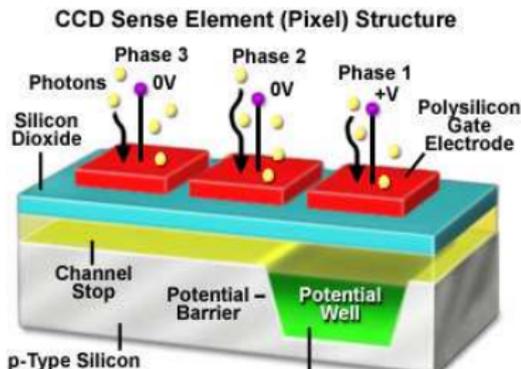
Banda di conduzione



L'elemento fotosensibile: il condensatore MOS

Funzionamento del condensatore MOS:

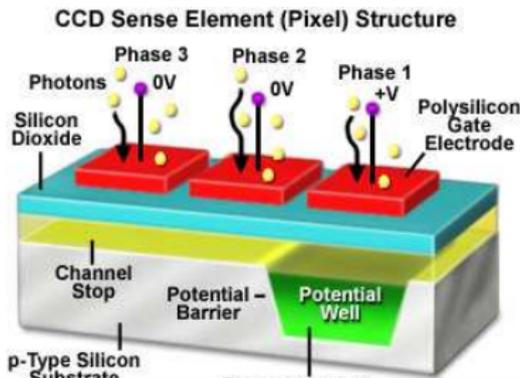
- I singoli elementi di immagine, pixel, sono definiti su una matrice di silicio da una griglia ortogonale di striscie di elettrodi, detti anche gate, che vengono depositati sul chip.
- L'elemento sensibile alla luce di un CCD é un condensatore basato su un semiconduttore a ossido di metallo (metal oxide semiconductor, MOS), che opera come un fotodiode e dispositivo di immagazzinamento.
- Sotto i gate, carichi positivamente, si crea una buca di potenziale. Gli elettroni liberati dall'interazione con i fotoni vengono raccolti in questa buca.



L'elemento fotosensibile: il condensatore MOS

Funzionamento del condensatore MOS:

- Quando i condensatori MOS vengono assemblati nella matrice di un CCD, i singoli elementi sensibili vengono definiti dai voltaggi applicati agli elettrodi e isolati dai elementi contigui da barriere isolanti o channel stop, poste sotto il silicio.
- I fotodiodi rispondono alla luce incidente assorbendo energia e liberando elettroni. Si creano quindi anche nel cristallo di silicio le buche corrispondenti cariche positivamente: si genera allora una coppia elettrone-buca e la carica che localmente si accumula é proporzionale ai fotoni complessivamente incidenti.

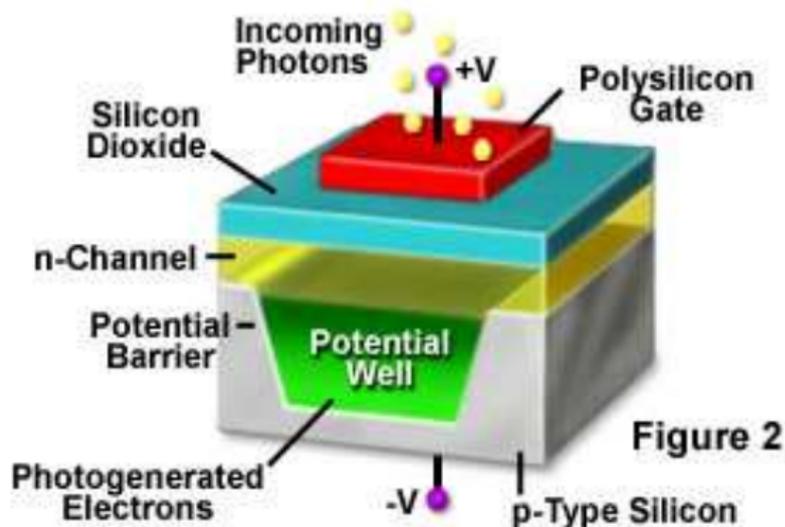


L'elemento fotosensibile: il condensatore MOS

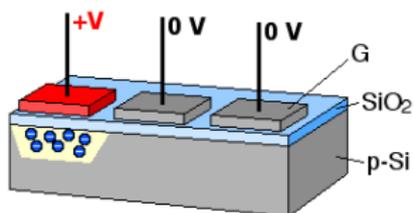
Funzionamento del condensatore MOS:

gli elettroni e le buche vengono generati dai fotoni incidenti nella regione di deplezione del condensatore MOS formata dai vicini elettrodi di gate, e quindi migrano nella buca di potenziale sotto gli elettrodi di gate.

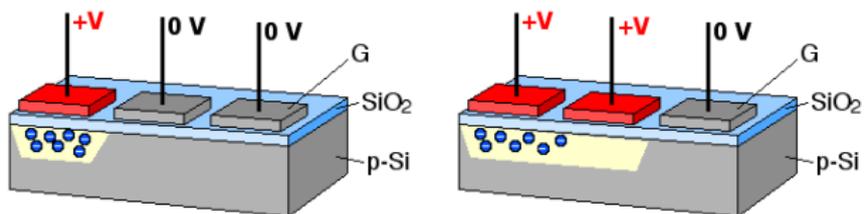
Metal Oxide Semiconductor (MOS) Capacitor



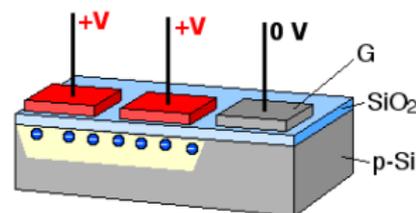
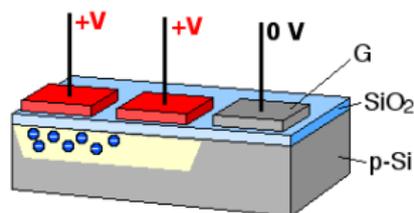
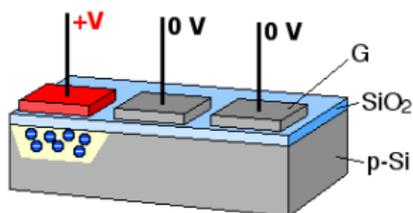
Tecnologia CMOS



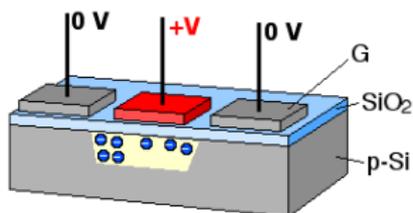
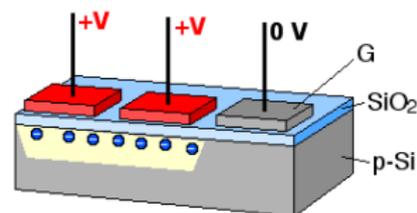
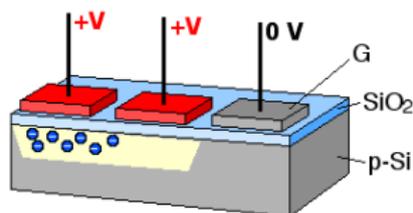
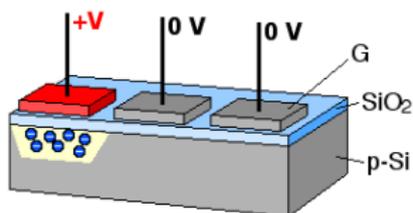
Tecnologia CMOS



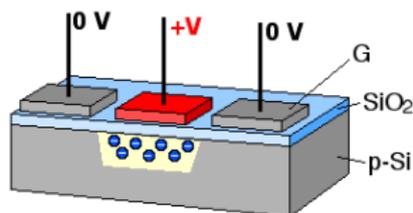
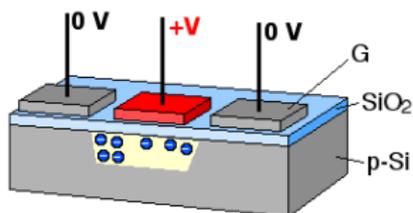
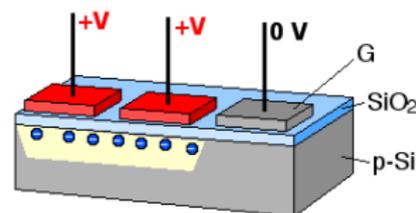
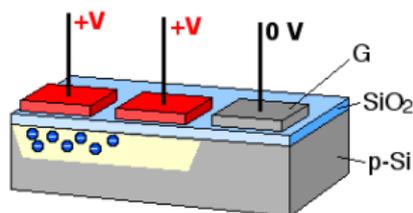
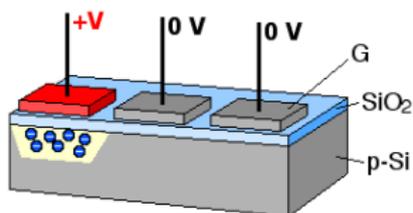
Tecnologia CMOS



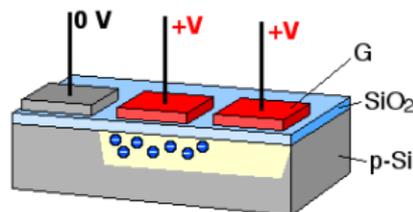
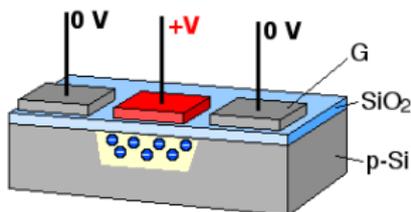
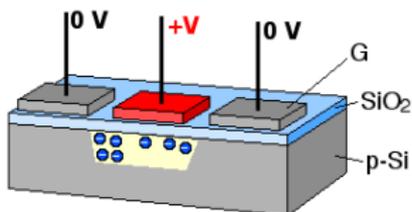
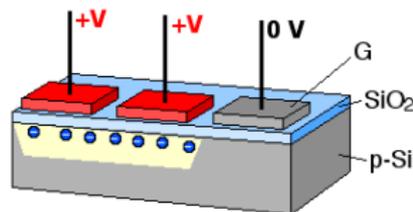
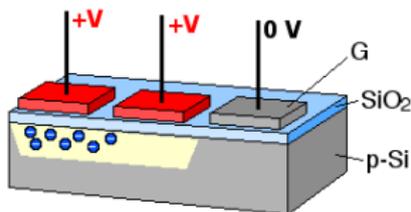
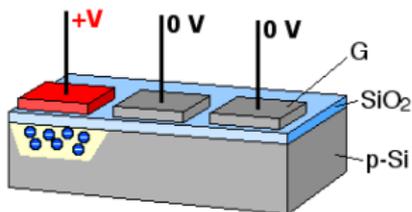
Tecnologia CMOS



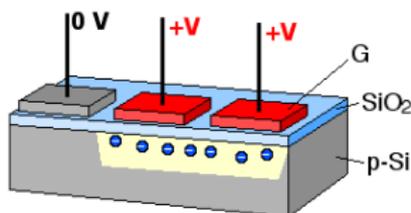
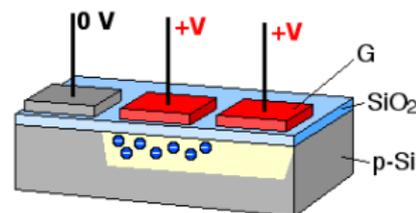
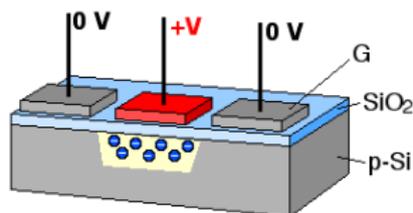
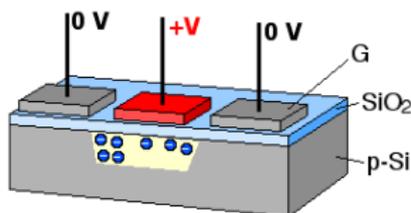
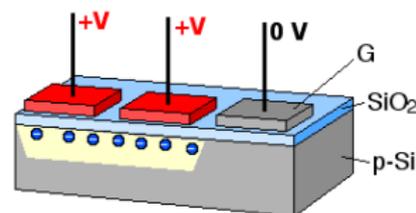
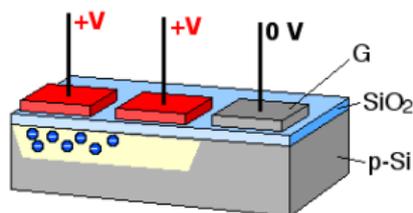
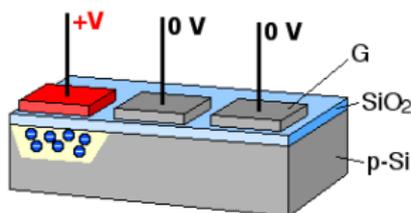
Tecnologia CMOS



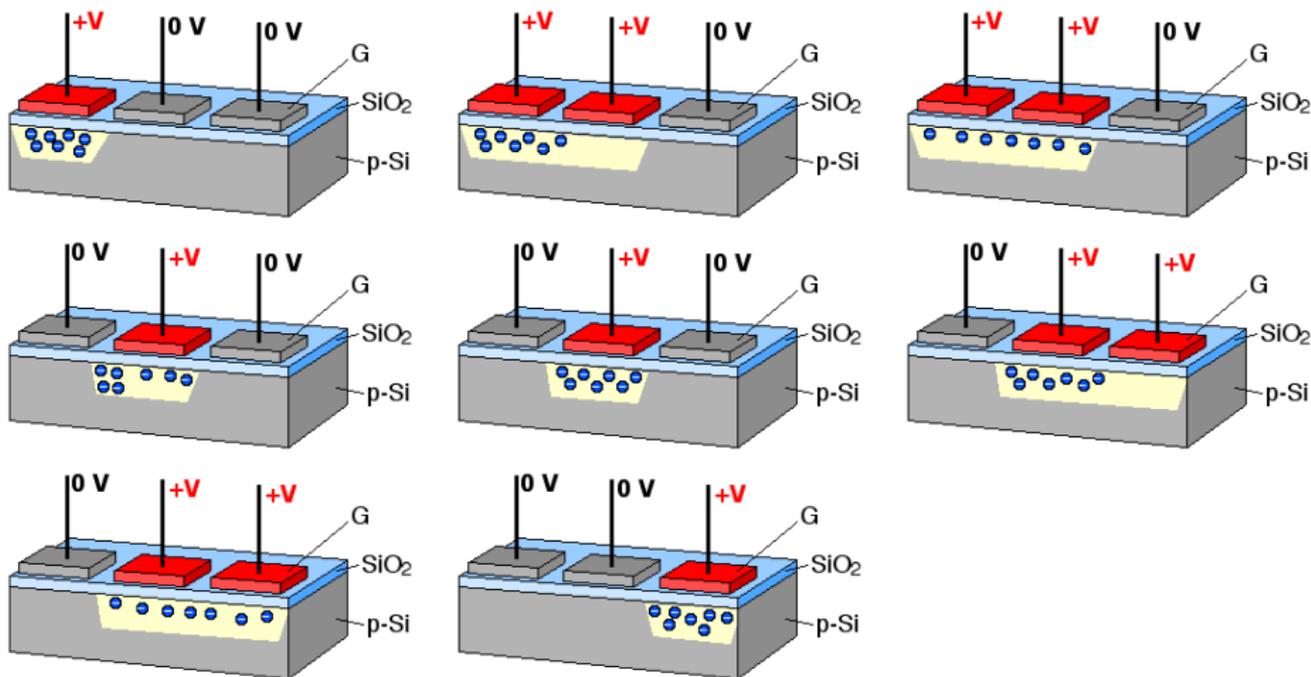
Tecnologia CMOS



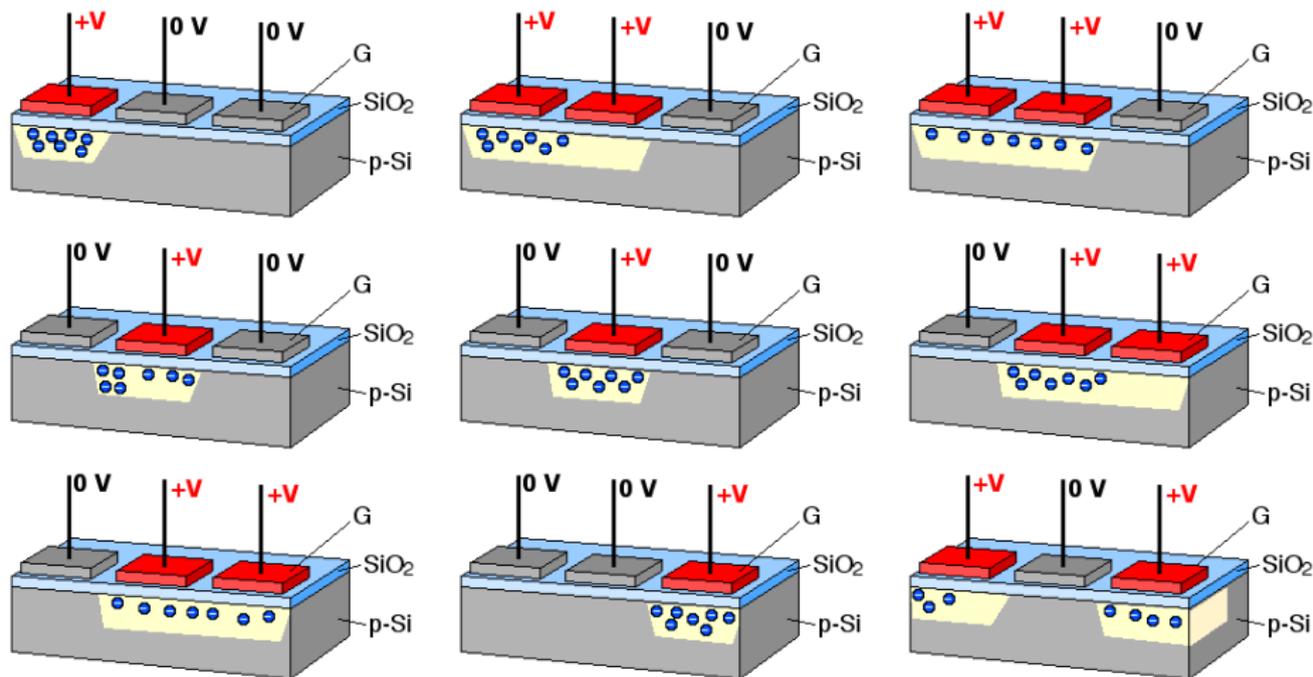
Tecnologia CMOS



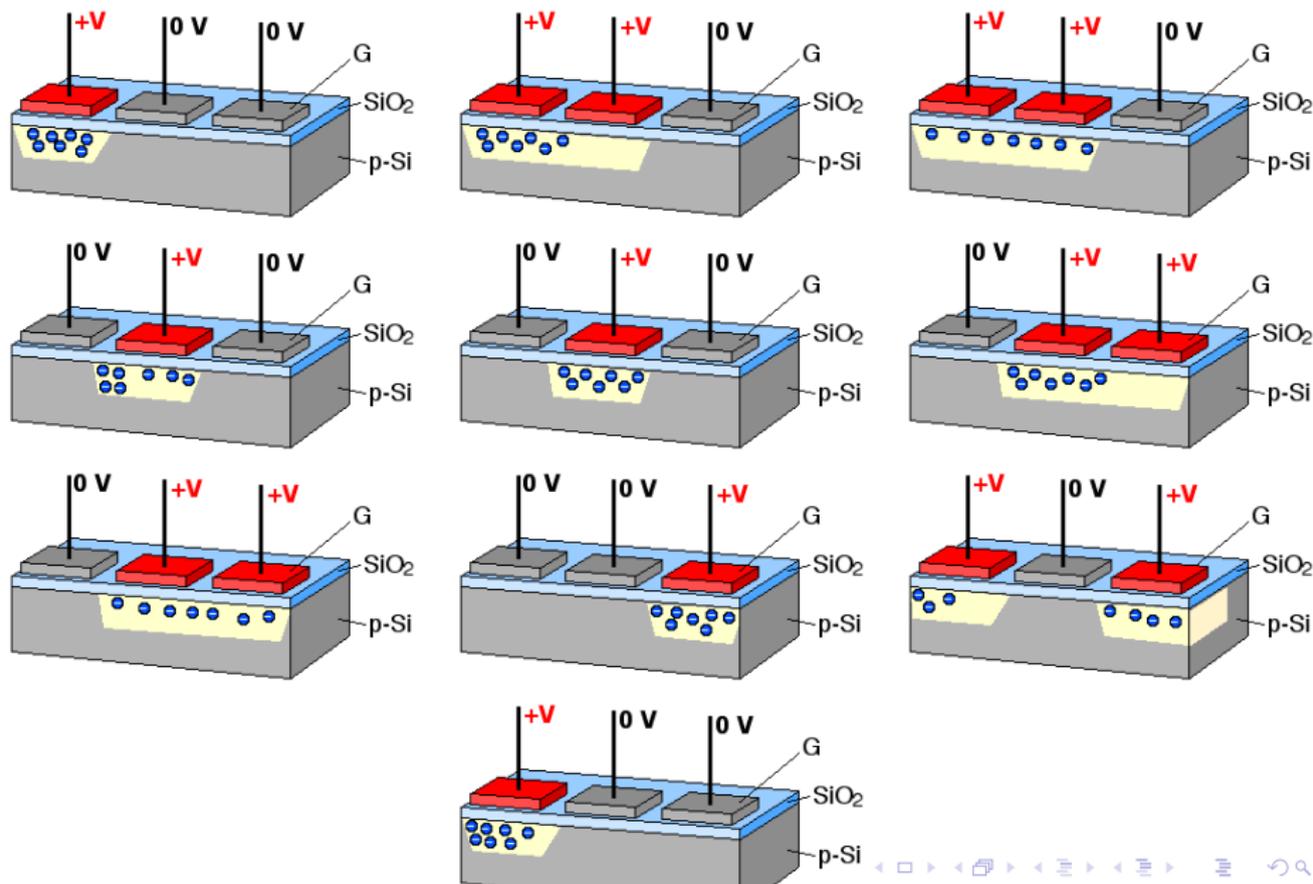
Tecnologia CMOS



Tecnologia CMOS



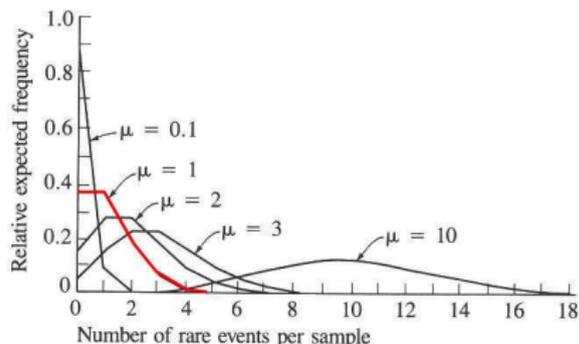
Tecnologia CMOS



CCD: statistica dell'incidenza dei fotoni

La distribuzione di Poisson è un caso particolare della distribuzione binomiale, quando il numero di prove è molto grande e contemporaneamente la probabilità di successo in una singola prova è molto piccola.

L'incidenza dei fotoni da un oggetto astrofisico ne è un esempio: il numero di prove è il numero di conteggi che potenzialmente possono avvenire in un rivelatore; la probabilità di successo è la probabilità che incida un fotone, quindi piccola.



Probabilità di ottenere m successi in un processo poissoniano:

$$P_m = \frac{\mu^m}{m!} e^{-\mu}$$

con μ numero medio di eventi per intervallo di tempo, m il numero di eventi per intervallo di tempo (lo stesso col quale si misura μ) di cui si vuole la probabilità.

Prendendo il momento centrale di ordine 2, si ottiene che la deviazione standard è:

$$\sigma_m = \sqrt{a}$$

La cosiddetta equazione del CCD descrive il cosiddetto rapporto segnale/rumore (S/N ratio):

$$\frac{S}{N} = \frac{N_{star}}{\sqrt{N_{star} + n_{pix}(N_{sky} + N_{dark} + N_{RON}^2)}}$$

dove N_{star} è il numero totale di fotoni (elettroni) dalla stella, N_{sky} e N_{dark} sono il numero di elettroni/pixel dal cielo e dal dark, rispettivamente, N_{RON} è il read-out noise per pixel, n_{pix} è il numero di pixel nell'apertura.

Le supernovae

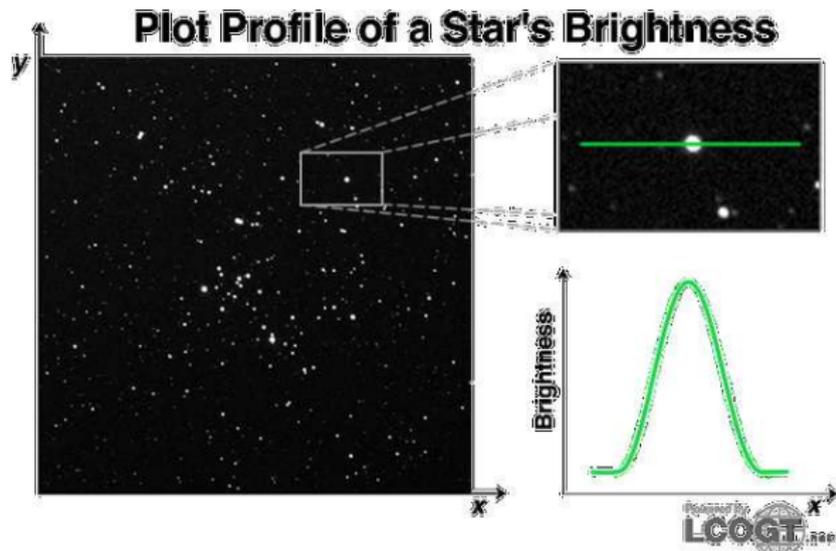
Luca Zangrilli

Istituto Nazionale di Astrofisica
luca.zangrilli@inaf.it

May 27, 2021

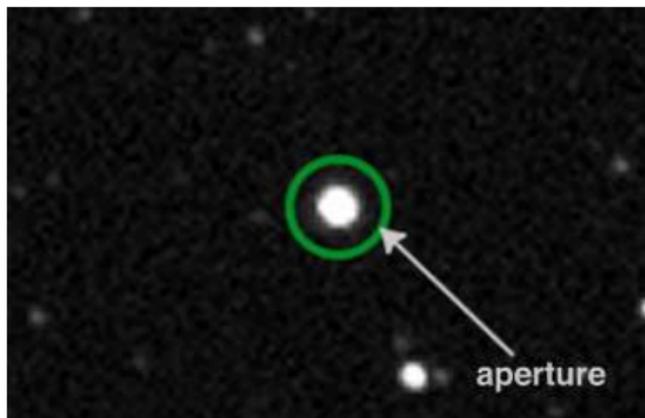
La fotometria è la misura dell'intensità o della brillantezza di un oggetto astronomico, come una stella oppure una galassia, fatta sommando tutta la luce raccolta dell'oggetto.

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.



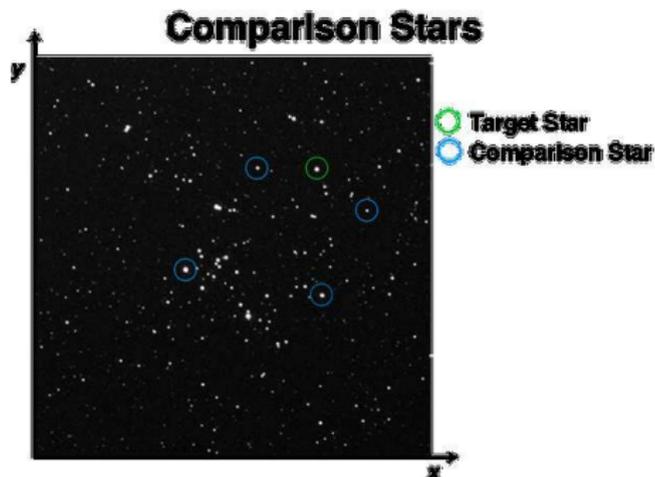
Quando si fanno misure fotometriche, si pone un cerchio (detto solitamente apertura) attorno a ciascuna stella di cui si vuole misurare l'intensità. Il software che viene usato somma i conteggi (proporzionali agli elettroni) in ciascun pixel entro il cerchio.

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.

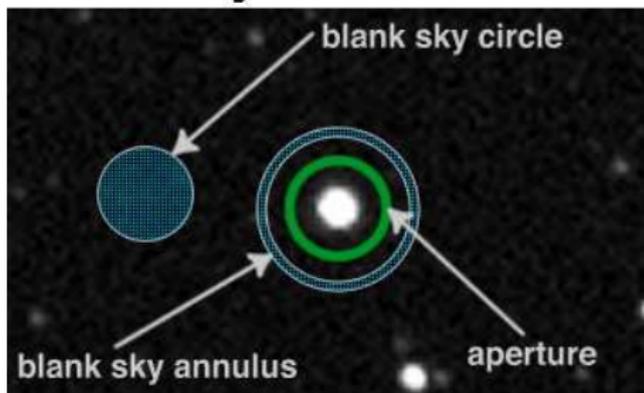
In questo modo si può tener conto di tutti i parametri strumentali e delle condizioni di osservazione.



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:

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

Le supernovae

Luca Zangrilli

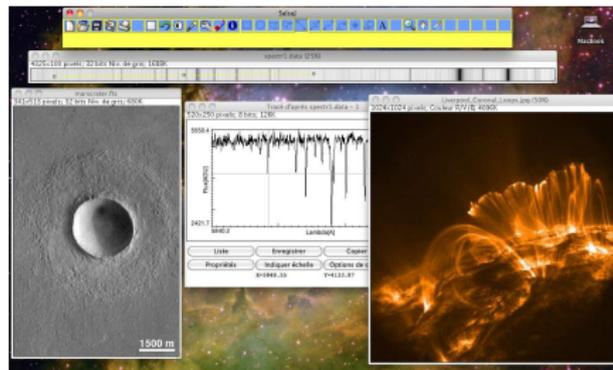
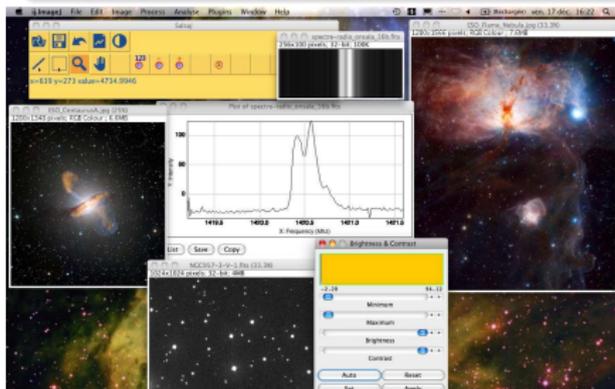
Istituto Nazionale di Astrofisica
luca.zangrilli@inaf.it

May 27, 2021

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.



Installazione

Il programma *salsaj* si può trovare all'indirizzo

- <http://www.euhou.net/index.php/salsaj-software-mainmenu-9>

In particolare installate la versione 2.3 alla pagina

- <http://www.euhou.net/index.php/salsaj-software-mainmenu-9/download-mainmenu-10>

I dati che verranno analizzati nel corso degli esercizi sono contenuti nell'archivio *euhouexercises.zip* alla pagina

- <http://www.euhou.net/index.php/exercises-mainmenu-13/astronomy-with-salsaj-mainmenu-185?task=blogcategory&id=49>

Le supernovae

Luca Zangrilli

Istituto Nazionale di Astrofisica
luca.zangrilli@inaf.it

May 27, 2021

Fotometria di una supernova

Nel 2005, una SNIa è esplosa nella galassia NGC691. Il suo nome è SN2005W.

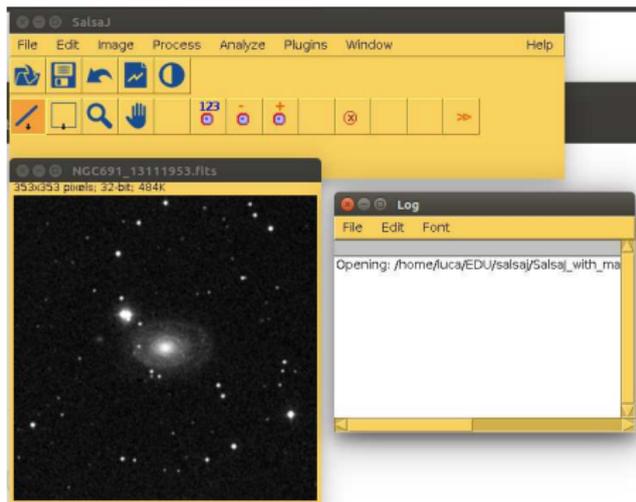
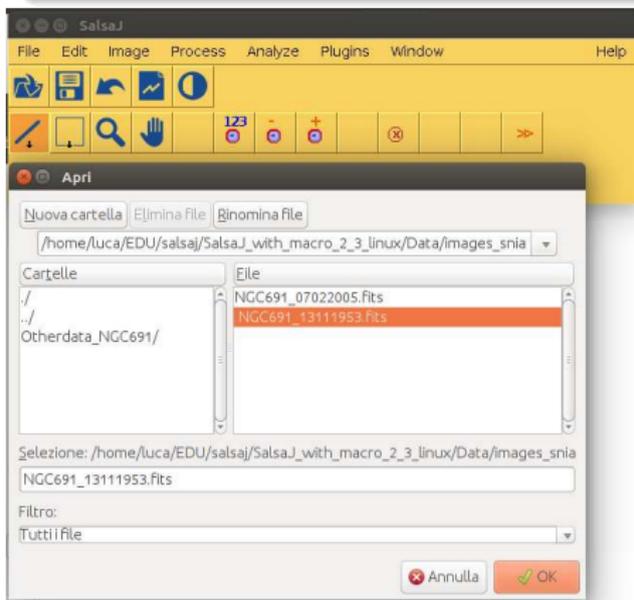
Lo scopo di questa esercitazione è quello di determinare, con l'aiuto di questa supernova, la distanza della galassia NGC691.



Fotometria di una supernova

Apriamo il file immagine NGC691_13111953.fits con SalsaJ.

In questa immagine, presa nel novembre 1953 (quindi prima dell'esplosione di SN nel 2005), si può notare una stella brillante sul lato sinistro della galassia.



Fotometria di una supernova

Identifichiamo la stella A e la stella di confronto, come indicato in figura.

- Misuriamo l'intensità della stella A e della stella di confronto con il tool Photometry;
- Controlliamo che il raggio della stella e quello del fondo cielo siano coerenti con i valori dei pixel che si vedono nell'immagine.



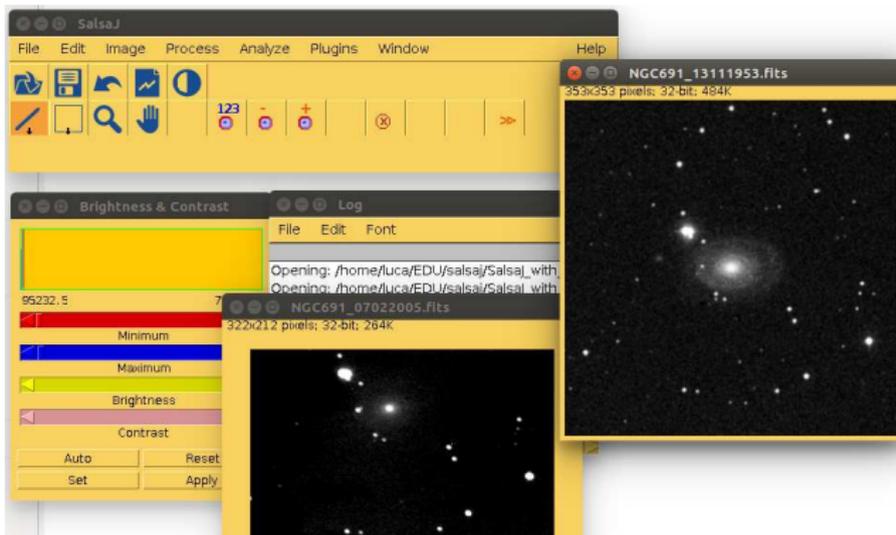
Fotometria di una supernova

Il flusso della stella di confronto è noto:

$$F_{\text{ref}} = 5.24 \times 10^{-14} \text{ W/m}^2$$

Vogliamo stimare il flusso della stella A:

$$F_A = F_{\text{ref}} \times \frac{N_A}{N_{\text{ref}}}$$



Data la magnitudine apparente della stella di confronto, m_{ref} , la magnitudine della stella A si ottiene dalla relazione:

$$\begin{aligned} m_A &= m_{\text{ref}} - 2.5 \times \log_{10} \left(\frac{F_A}{F_{\text{ref}}} \right) \\ &= m_{\text{ref}} - 2.5 \times \log_{10} \left(\frac{N_A}{N_{\text{ref}}} \right) \end{aligned}$$

Per ottenere la distanza della supernova, prima calcoliamo il modulo di distanza, nell'ipotesi che si tratti di una supernova Ia, e quindi che la sua magnitudine assoluta sia:

$$M = -21.726 + 2.698\Delta m_{15}$$

dove Δm_{15} è la variazione in magnitudine dopo 15 giorni dal picco. Trascuriamo, in questo caso, l'assorbimento dovuto alle polveri della nostra galassia.

Modulo di distanza:

$$M - m = 5 - 5 \log_{10} d$$

da cui la distanza in parsec:

$$\begin{aligned} d &= 10^{\frac{m-M+5}{5}} \\ &= 10^{\frac{m-(-21.726+2.698\Delta m_{15})+5}{5}} \end{aligned}$$

Solitamente Δm_{15} è dell'ordine dell'unità.

Fotometria di una supernova

The screenshot displays the SalsaJ software interface with several windows open. The main window shows a star field image. Overlaid on it are three windows: 'Photometry', 'Brightness & Contrast', and 'Photometry Settings'.

Photometry Window:

Index	Image	X	Y	Star's intensity	Star's radius	Sky's intensity
1	NGC691_13111953.fits	76	188	53569	14	3594
2	NGC691_13111953.fits	145	175	159769	18	5400
3	NGC691_13111953.fits	145	190	-25104	7	5249
4	NGC691_13111953.fits	145	172	111094	7	5444
5	NGC691_13111953.fits	145	174	85917	7	5604
6	NGC691_13111953.fits	145	174	87030	6	5597

Brightness & Contrast Window:

Graph showing intensity distribution with values 2698.50 and 3883.07. Sliders for Minimum and Maximum are visible.

Photometry Settings Window:

Star's Center: Auto Forced Coordinates X: 145 Y: 174
Star Radius: Auto Forced Star Radius: 6
Sky: Auto Forced Sky Radius: 7
 Forced Sky Value: 5597

Fotometria di una supernova

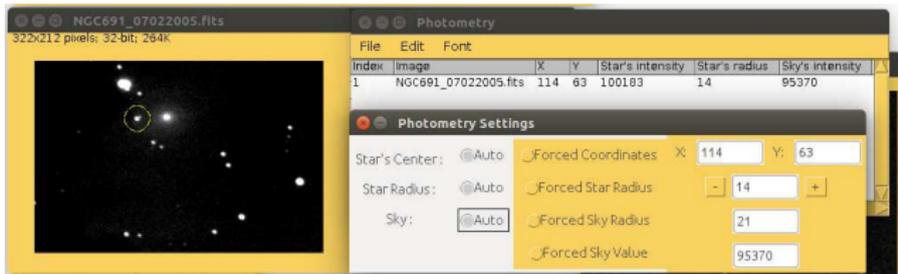
The screenshot displays the SalsaJ software interface for photometry. The main window shows a table of detected stars with the following data:

Index	Image	X	Y	Star's intensity	Star's radius	Sky's intensity
1	NGC691_13111953.fits	76	188	53569	14	3594
2	NGC691_13111953.fits	145	175	199769	18	5400
3	NGC691_13111953.fits	145	190	-25104	7	5248
4	NGC691_13111953.fits	145	172	111084	7	5444
5	NGC691_13111953.fits	145	174	85917	7	5604
6	NGC691_13111953.fits	145	174	87030	6	5597
7	NGC691_13111953.fits	238	219	147011	14	3810

Other visible windows include:

- Brightness & Contrast:** A histogram showing the intensity distribution of the image, with a peak at 2050.50 and a range from 3683.07 to 3883.07.
- Photometry Settings:** A dialog box where the star's center is set to (238, 219), the star radius is 10, and the sky radius is 7. The forced sky value is 3810.
- NGC691_13111953.Fits:** A window showing the original image of the star field with a green circle around the star at coordinates (238, 219).

Fotometria di una supernova

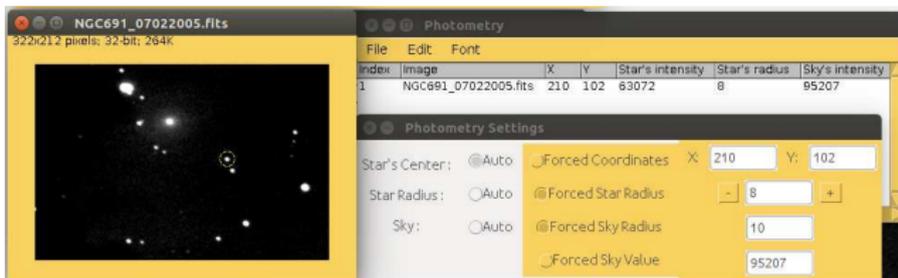


The screenshot shows the Photometry software interface. On the left, a window titled "NGC691_07022005.fits" displays an astronomical image with a yellow circle around a star. The main window has a menu bar (File, Edit, Font) and a table with the following data:

Index	Image	X	Y	Star's intensity	Star's radius	Sky's intensity
1	NGC691_07022005.fits	114	63	100183	14	95370

Below the table is the "Photometry Settings" panel with the following options:

- Star's Center: Auto Forced Coordinates X: 114 Y: 63
- Star Radius: Auto Forced Star Radius: 14
- Sky: Auto Forced Sky Radius: 21 Forced Sky Value: 95370



The screenshot shows the Photometry software interface with a different star selected. The main window table is updated as follows:

Index	Image	X	Y	Star's intensity	Star's radius	Sky's intensity
1	NGC691_07022005.fits	210	102	63072	8	95207

The "Photometry Settings" panel is also updated:

- Star's Center: Auto Forced Coordinates X: 210 Y: 102
- Star Radius: Auto Forced Star Radius: 8
- Sky: Auto Forced Sky Radius: 10 Forced Sky Value: 95207

Fotometria di una supernova

Ricerca redshift e coordinate:

<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fbasic>

Available data : [Basic data](#) • [Identifiers](#) • [Plot & images](#) • [Bibliography](#) • [Measurements](#)

Basic data :

SN 2005W -- SuperNova

Other object types:	SN* (Ref,SN)
ICRS coord. (<i>ep</i> =J2000) :	01 50 45.75 +21 45 35.6 [] D 2005IAUC.8475....1N
FK4 coord. (<i>ep</i> =B1950 <i>eq</i> =1950) :	01 47 59.82 +21 30 45.4 []
Gal coord. (<i>ep</i> =J2000) :	140.75742 -39.04964 []
Radial velocity / Redshift / cz :	V(km/s) 2805 [-] / z(spectroscopic) 0.0094 [-] / cz 2818 [-] (Opt) D 2012MNRAS.425.1789S
Spectral type:	SNIa C 2008yCat....1.2024B
Fluxes (1) :	V 15.2 [-] D 2008yCat.2283....0B

SIMBAD with radius arcmin

Interactive [AladinLite](#) view



Il portale Simbad è un sito utilizzato correntemente nella ricerca per ottenere informazioni sugli oggetti astronomici, e per cercare osservazioni fatte in passato, alla stregua di un   

Ricerca di osservazioni di supernovae:

<http://www.astrosurf.com/snweb2/>

SN 2005W

Measures

Date	Julian	Magn	Band	Observer
2005 02 01.442	2453402.9420	15.20	C	Japan
2005 02 02.180	2453403.6800	14.70	C	W. Li
2005 02 02.415	2453403.9150	14.90	C	Y. Hirose
2005 02 03.762	2453405.2620	14.60	CR	J. M. Llapasset
2005 02 03.770	2453405.2700	14.80	C	E. Prosperi
2005 02 04.425	2453405.9250	14.60	C	Y. Hirose
2005 02 04.804	2453406.3040	14.30	CR	T. Arranz-Heras
2005 02 04.860	2453406.3600	14.45	CR	Z. Kereszty
2005 02 06.808	2453408.3080	14.40	C	E. Prosperi
2005 02 07.388	2453408.8880	14.33	CR	Y. Sano
2005 02 09.756	2453411.2560	14.20	CR	J. M. Llapasset
2005 02 10.759	2453412.2590	14.30	C	E. Prosperi
2005 02 12.839	2453414.3390	13.94	CR	J. Salto
2005 02 13.029	2453414.5290	14.06	R	K. Levin

Supernova in M100 - SN 2006X

Nel 2006, una SNIa è esplosa nella galassia M100. Il suo nome è SN2006X.

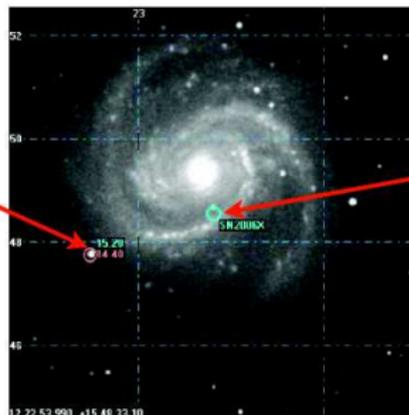
Vogliamo costruire la curva di luce di questa supernova.



Supernova in M100 - SN 2006X

To identify the comparison star and supernova in your M100 data files, use the image of M100 below:

Comparison star



Supernova (the lowest of the 2 bright spots in the image)

Supernova in M100 - SN 2006X

2. Below are the values for the magnitudes of the standard star in each filter. You only have the M100 data files in the R filter, so you only need to look at the R magnitude for the comparison star:

Comparison star

US_144

Coordinates

RA = 12 23 03.9

DEC = +15 47 45

Brightness

B = 15.20 mag

V = 14.70 mag

R = 14.40 mag



Comparison Star	
R Mag:	14.40
R Count:	
V Mag:	14.70
V Counts:	
B Mag:	15.20
B Counts:	

3. The next step is to use SalsaJ to measure the intensity, or pixel counts in your FT image for the comparison star. To do this, go to:

Analyse > Photometry Settings

Enter the aperture radius, as measured earlier, in the star radius box, as shown here (with an example of 15)

Photometry Settings

Coordinates of Star's Center : Auto Forced Coordinates X: Y:

Auto Radius (FWHM) Radius 2*(Star Radius)

Sky : Forced Radius Forced Sky Value

Star Radius : Auto Radius (FWHM) Forced Radius

Supernova in M100 - SN 2006X

5. Now, ensuring that you use the same star radius aperture value which you measured earlier, find the intensity value for the supernova in your image.

When you have the intensity value, enter this into the spreadsheet in order for the magnitude to be calculated. Make a note of the magnitude value for the supernova in the table below.

The day of observation was found by counting the number of days from the date that the first FITS file was taken. The dates for each image can be found in the FITS file header, which can be viewed in SalsaJ by going to:

Image > Show Info...

<i>FITS file Name</i>	<i>Day of Observation</i>	<i>Magnitude of supernova</i>
M100_R1.fits	1	
M100_R2.fits	3	
M100_R3.fits	16	
M100_R4.fits	25	
M100_R5.fits	59	
M100_R6.fits	103	

Le supernovae

Luca Zangrilli

Istituto Nazionale di Astrofisica
luca.zangrilli@inaf.it

May 27, 2021

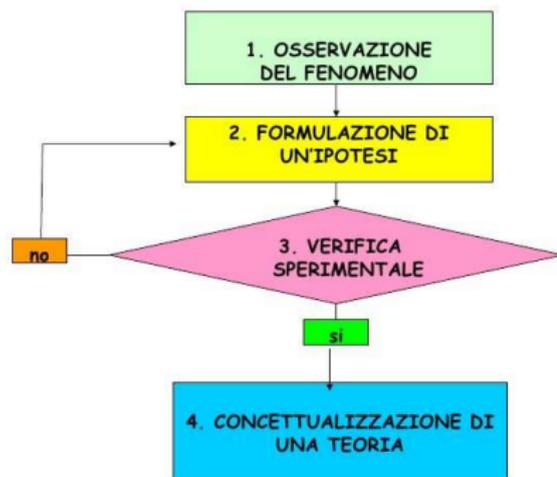
Il metodo sperimentale

L'indagine della natura mediante osservazioni ed esperimenti è alla base della ricerca scientifica.

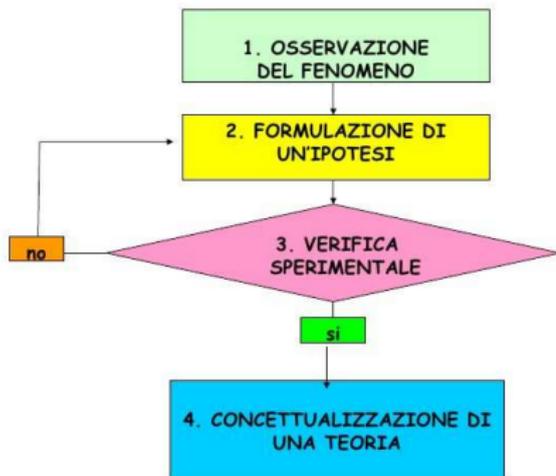
L'Astronomia (o Astrofisica ... utilizziamo i due termini come fossero sinonimi), in quanto disciplina scientifica, non sfugge di certo a questa regola. Va comunque sottolineato che l'esperimento in astronomia è un po' particolare, e vedremo il perché.



Schema del metodo sperimentale



Schema del metodo sperimentale



L'indagine astrofisica occupa un posto particolare, in quanto ogni esperimento è in realtà un'osservazione, unica, irripetibile nel senso di non riproducibile, e di cui non si possono controllare le condizioni al contorno.



L'operazione di misura traduce le grandezze fisiche in dati numerici, che quindi possono essere elaborati matematicamente.

Per arrivare al dato sperimentale vanno eseguite una serie di operazioni che vengono compiute con strumenti di misura.

- strumenti di misura diversi possono avere caratteristiche differenti;
- le condizioni sperimentali possono cambiare durante la misura, in modo non controllabile dallo sperimentatore;
- lo sperimentatore è un essere umano, per cui la misura è soggetta a imprecisioni.



Questa imprecisione è detta incertezza sperimentale e fa parte integrante della misura, definendo un intervallo di valori all'interno del quale si trova la grandezza misurata.

A determinare l'incertezza sperimentale concorrono diversi errori:

- **Errore di sensibilità:** è legato alla sensibilità dello strumento, ovvero al minimo valore della grandezza che è in grado di rilevare. L'incertezza complessiva della misura non può mai essere inferiore a tale errore.
- **Errori accidentali:** si verificano in modo occasionale durante la misura, come errori di lettura di una scala dovuti a parallasse, oppure quando le condizioni sperimentali cambiano in maniera non controllabile.
- **Errori sistematici:** le cause di questi errori si ripetono nella stessa maniera nel corso delle misure.



- **Esempio di errore di sensibilità: misuriamo un oggetto con un righello millimetrato; il risultato si esprime come $l = (21.0 \pm 0.1)$ cm, che significa che il valore della lunghezza dell'oggetto è compreso tra 20.9 cm e 21.1 cm.**
- **Gli errori accidentali sono casuali e possono essere valutati ripetendo piú volte la stessa misura, prendendo come valore della grandezza il valor medio dei dati, e valutando l'errore dalla dispersione dei dati dal valor medio.**
- **Gli errori sistematici si sommano o si sottraggono al valore della grandezza, fornendo quindi stime per eccesso o per difetto. Sono difficili da individuare e da correggere.**

Sono possibili due situazioni: la sensibilità degli strumenti di misura è elevata e gli errori accidentali diventano rilevanti; quando lo strumento possiede un elevato errore di sensibilità (ad esempio misuro con un metro da sarto), gli errori accidentali sono trascurabili, e otterremo verosimilmente sempre la stessa misura.

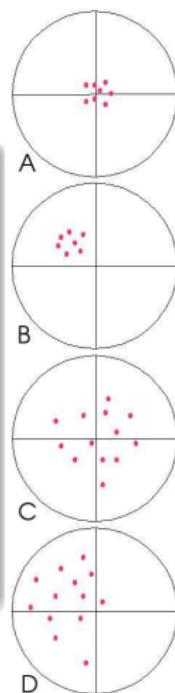


Stavo pulendo l'arco
e mi è partito il colpo

Quanto è precisa una misura? Intuitivamente pensiamo a una misura tanto piú precisa quanto piú gli errori sono piccoli. Tuttavia si è soliti distinguere gli errori come assoluti e relativi: definiamo l'errore relativo come il rapporto tra l'errore assoluto e il valore della grandezza misurata, $e_r = e_a/v$.

Inoltre, si distinguono i concetti di accuratezza e precisione:

- l'accuratezza di una misura esprime quanto il valor medio ottenuto si scosta dal valore vero;
- la precisione individua di quanto i singoli dati sperimentali sono dispersi rispetto al valor medio.



Dato un numero di misure N , assumiamo come stima \bar{x} del valore atteso x^* di una certa grandezza, la media aritmetica delle singole misure:

$$\bar{x} = \frac{\sum_{i=1}^N x_i}{N}$$

Dato un numero di misure N , assumiamo come stima \bar{x} del valore atteso x^* di una certa grandezza, la media aritmetica delle singole misure:

$$\bar{x} = \frac{\sum_{i=1}^N x_i}{N}$$

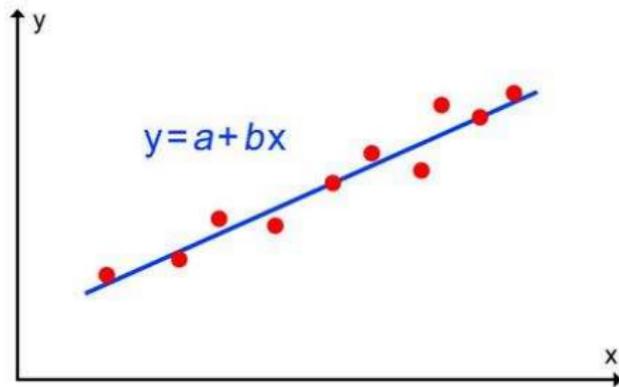
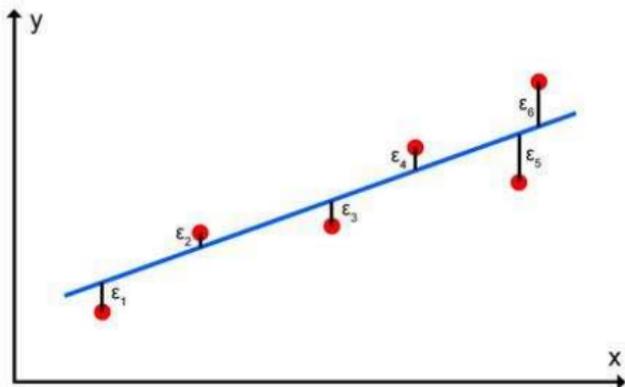
L'errore associato alla nostra stima è dato dalla deviazione standard:

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^N (x_i - \bar{x})^2}{N}}$$

Metodo dei minimi quadrati

La condizione di accostamento é di rendere minima la somma dei quadrati delle differenze fra i valori osservati y_i e i valori $y_i^* = f(x_i)$ della retta di regressione:

$$\sum_{i=1}^n (y_i - y_i^*)^2$$



I valori dei termini a e b della retta

$$y = a + bx$$

sono dati da:

$$a = \frac{\sum x_i^2 \sum y_i - \sum x_i \sum x_i y_i}{\Delta}$$

$$b = \frac{N \sum x_i y_i - \sum x_i \sum y_i}{\Delta}$$

dove

$$\Delta = N \sum x_i^2 - (\sum x_i)^2$$

N = numero di punti

$$i = 1, \dots, N$$

L'errore sul coefficiente angola σ_b può essere assunto come errore sulla nostra misura di $\Delta T/\Delta t$

$$\sigma_y = \sqrt{\frac{\Sigma \Delta y_i^2}{N - 2}}$$

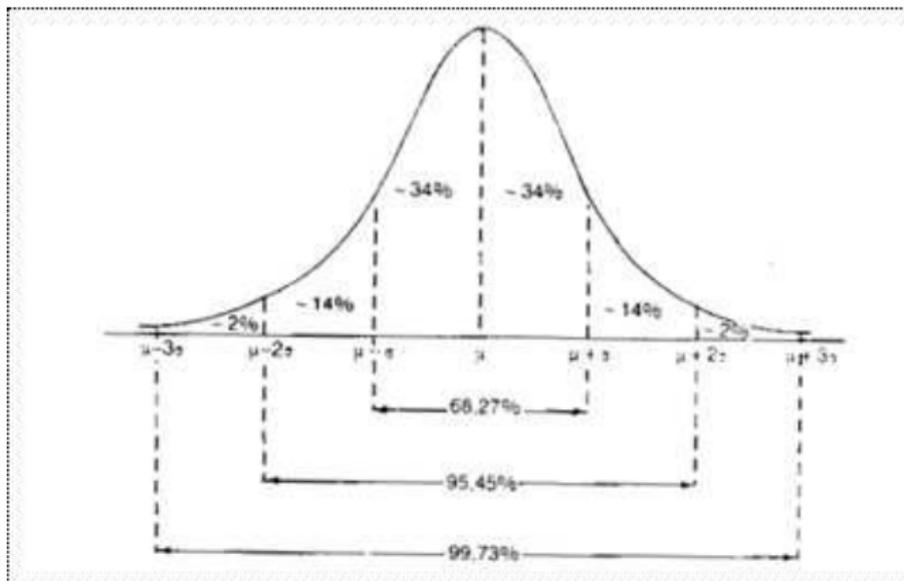
$$\Delta y_i = y_i - (a + bx_i)$$

$$\sigma_b = \sigma_y \sqrt{\frac{N}{\Delta}}$$

Distribuzione gaussiana degli errori

Quante misure dobbiamo fare?

A volte anche un numero relativamente piccolo di misure ci permette di ottenere a grandi linee le informazioni necessarie. Gli errori tendono a distribuirsi secondo la curva di Gauss, della quale è possibile individuare il massimo e la larghezza abbastanza facilmente.



A un certo punto, il nostro valor medio e la nostra deviazione standard non cambieranno piú in maniera sensibile, per cui potremo terminare di raccogliere dati.

Il logbook, ovvero il quaderno dei buoni propositi

Ogni fisico sperimentale compila scrupolosamente un quaderno con i propri appunti e osservazioni. Vanno scritti i dati sperimentali e va presa nota di tutte le condizioni al contono che possono essere rilevanti.



L'apparato sperimentale, gli strumenti del mestiere

Ultimo ingrediente fondamentale è l'apparato sperimentale, ovvero lo strumento per compiere le nostre indagini. Sotto possiamo vedere il piroeliometro smontato nei suoi elementi costitutivi.



Le supernovae

Luca Zangrilli

Istituto Nazionale di Astrofisica
luca.zangrilli@inaf.it

May 27, 2021

La costante di Hubble e l'età dell'Universo

La legge di Hubble

$$v = H_0 d$$

permette di valutare l'età dell'Universo:

$$t = \frac{1}{H_0} \times F$$

con F compresa tra 2/3 a circa 1 a seconda del modello cosmologico.

Misurare la costante di Hubble

Per misurare la costante di Hubble abbiamo bisogno di un insieme di oggetti a varie distanze di cui conosciamo anche la velocità di recessione.

Le supernovae di tipo Ia sono ideali per questo, in quanto la loro magnitudine al massimo fornisce immediatamente il modulo di distanza delle galassie che le ospitano, delle quali si può conoscere per via spettroscopica la velocità di allontanamento da noi.

THE ASTRONOMICAL JOURNAL, 141:19 (20pp), 2011 January
© 2011. The American Astronomical Society. All rights reserved. Printed in the U.S.A.

doi:10.1088/0004-6256/141/1/19

THE CARNEGIE SUPERNOVA PROJECT: LIGHT-CURVE FITTING WITH SNOOPy

CHRISTOPHER R. BURNS¹, MAXIMILIAN STRITZINGER^{2,3,4}, M. M. PHILLIPS⁵, SHIANNE KATTNER⁶, S. E. PERSSON¹,
BARRY F. MADORE¹, WENDY L. FREEDMAN¹, LUIS BOLDT⁷, AIDOO CAMPILAY⁸, CARLOS CONTRERAS⁹, GASTON FOLATELLI^{10,7},
SERGIO GONZALEZ², WOLFF KEZEMINSKI², NIDA MORRELL², FRANCISCO SALGADO², AND NICHOLAS B. SUNTZELI⁶

¹Observatories of the Carnegie Institution for Science, 813 Santa Barbara St., Pasadena, CA, 91101, USA

²Carnegie Institution of Washington, Las Campanas Observatory, Colina El Pino, Casilla 601, Chile

³Dark Cosmology Center, Niels Bohr Institute, University of Copenhagen, Juliane Maries Vej 30, 2100 Copenhagen Ø, Denmark

⁴The Oskar Klein Centre, Department of Astronomy, Stockholm University, AlbaNova, 10691 Stockholm, Sweden

⁵Astronomy Department, San Diego State University, 3500 Campanile Drive, San Diego, CA 92182, USA

⁶Centre for Astrophysics and Supercomputing, Swinburne University of Technology, P.O. Box 218, Victoria 3122, Australia

⁷Universidad de Chile, Departamento de Astronomía, Casilla 36-D, Santiago, Chile

⁸George P. and Cynthia Woods Mitchell Institute for Fundamental Physics and Astronomy, Texas A&M University, Department of Physics and Astronomy,
College Station, TX 77843, USA

Received 2010 August 3; accepted 2010 October 16; published 2010 December 10

ABSTRACT

In providing an independent measure of the expansion history of the universe, the Carnegie Supernova Project (CSP) has observed 71 high- z Type Ia supernovae (SNe Ia) in the near-infrared bands I and J . These can be used to construct rest-frame i -band light curves which, when compared to a low- z sample, yield distance moduli that are less sensitive to extinction and/or decline-rate corrections than in the optical. However, working with NIR observed and i -band rest-frame photometry presents unique challenges and has necessitated the development of a new set of observational tools in order to reduce and analyze both the low- z and high- z CSP sample. We present in this paper the methods used to generate $uBVgrIZH$ light-curve templates based on a sample of 24 high-quality low- z CSP SNe. We also present two methods for determining the distances to the hosts of SN Ia events. A larger sample of 30 low- z SNe Ia in the Hubble flow is used to calibrate these methods. We then apply the method and derive distances to seven galaxies that are so nearby that their motions are not dominated by the Hubble flow.

Key words: cosmology: observations – distance scale – supernovae: general – techniques: miscellaneous

Online-only material: color figures

Possiamo seguire due strade:

- andare a cercare osservazioni di supernovae Ia in diverse bande spettrali e calcolare il modulo di distanza (poi per altra via ci si procura il valore di z);
- prendere i dati già elaborati da articoli di letteratura specializzata.

Misurare la costante di Hubble: adattamento di curve di spernovae

← → ↻ csp.obs.carnegiescience.edu/news-items/snoopy-released 🔍 ☆ 🏠 ⚙️ 👤

📱 App 📺 YouTube 🗺️ Maps 📄 XCF-bandoUniTO -...

📖 Elenco di letti [Log in](#)

only in current section

The Carnegie Supernova Project

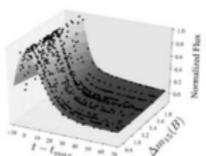
Home **News** CSP Publications CSP Members Data LCO CSP Page CSP-II Page

News You are here: Home / News / SNooPy released

SNooPy released

The light-curve fitting code used by the CSP, SNooPy (SuperNovae in Object Oriented Python) has been released for general use.

The Carnegie Supernova Project has developed an analysis package, written in python, called SNooPy. It's fundamental use is for fitting Typela supernova light-curves using template derived from the CSP uBVgriYJH photometry. SNooPy can therefore determine distances to SNeIa using any combination of these filters. More generally, SNooPy includes tools for computing S- and K-corrections, determining galactic extinction, producing synthetic photometry based on filter responses and spectral energy distributions, and general-purpose curve fitting. The code is available for download [here](#).



SNooPy generates light-curves of different decline rates by interpolating on a sparse surface

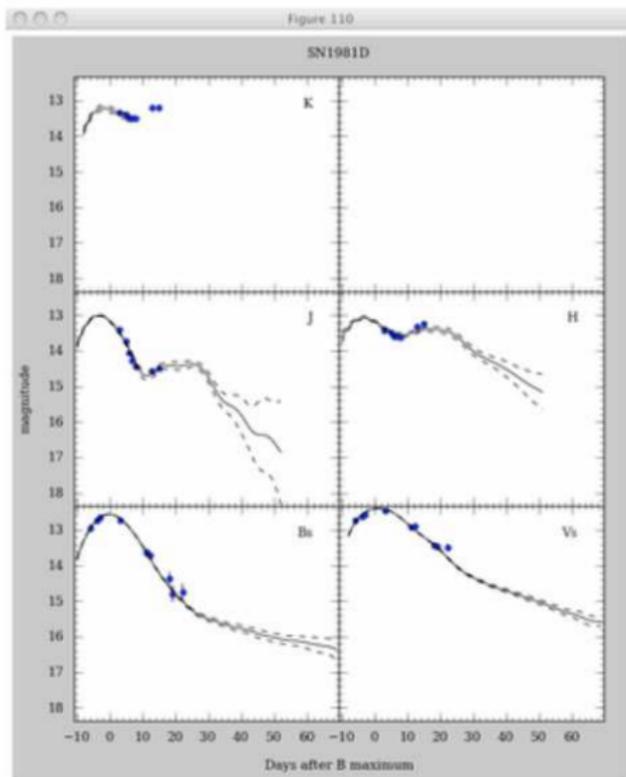
[CSP DR3 Photometry Released](#)
Feb 01, 2018

[Update to CSP-I Filter Package](#)
Oct 06, 2016

[Emergency SNooPy update](#)
Oct 24, 2013

[CSP DR1 Spectroscopy Released](#)
Aug 28, 2013

Misurare la costante di Hubble: adattamento di curve di spernovae



Misurare la costante di Hubble: adattamento di curve di spernovae

```
In [9]: s.summary()
```

```
-----  
SN SN1981D  
z = 0.006      ra= 50.65992      dec=-37.23272  
Data in the following bands: H, K, J, Bs, Vs,  
Fit results (if any):  
  Observed Vs fit to restbad V  
  Observed Bs fit to restbad B  
EBVhost = 0.154 +/- 0.046  
Tmax = 679.389 +/- 0.286  
DM = 31.309 +/- 0.044  
dm15 = 1.212 +/- 0.074
```

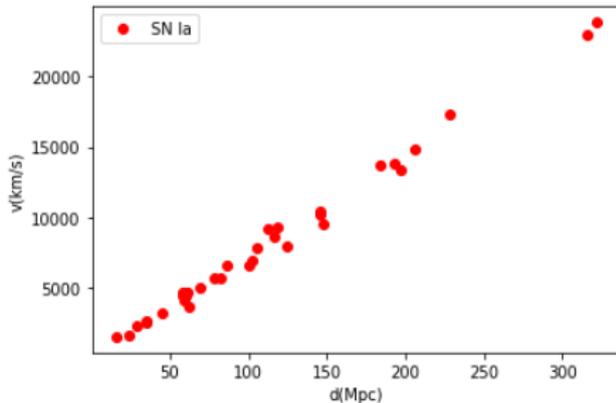
Misurare la costante di Hubble

The Astronomical Journal, 141:19 (2pp), 2011 January

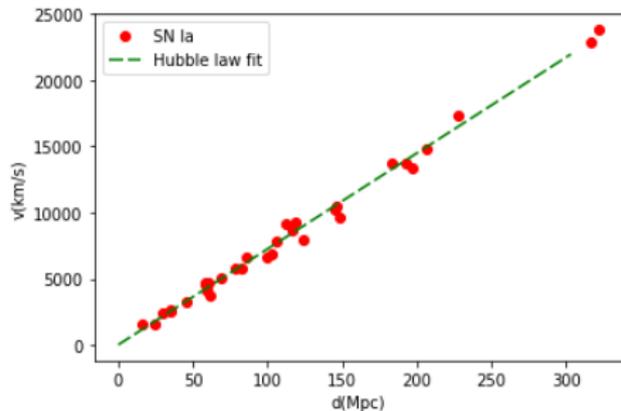
BONNET ET AL.

Table 1
SN Ia Used for Calibration and Template Generation

Name	t_{obs}	t_{max}	Host	z_0	$E(B-V)_{\text{true}}$	Template	Notes
SN	(d)	(d)	(d)	(%)	(mag)	(T)	(#)
2004af	9239	8931	UGC 12158	-8.8	0.06	sdVopt	
2004ao	4766	4421	NGC 9928	-12.2	0.11	sdVopt/TH	
2004ay	4735	4388	UGC 11816	-9.0	0.14	sdVopt	Blue
2004az	9020	9214	PGC 017176	5.8	0.21	sdVopt	
2004ps	7988	8249	MCG +03-22-020	-3.2	0.03	sdVopt	
2004qj	13748	14099	FOC 175A	-0.3	0.03	sdVopt	
2005A	5738	5902	NGC 9958	-3.9	0.03	sdVopt	Red
2005M	6099	6091	NGC 2930	-8.0	0.03	sdVopt/TH	Blue
2005W	3665	3385	NGC 5691	-8.0	0.07	sdVopt	
2005ag	23811	24824	MAPS-NGP O 502-0380170	-1.6	0.04	sdVopt	Blue
2005e	3718	3980	NGC 5394	-0.7	0.05	sdVopt	Blue
2005am	2368	2690	NGC 2811	-4.1	0.05	sdVopt	Blue
2005bc	10800	10673	NPM1G +16.0412	7.5	0.03	sdVopt	
2005bg	6921	7247	MCG +03-31-063	1.3	0.03	sdVopt	
2005H	7213	7534	NGC 4070	-5.6	0.03	sdVopt	Fast
2005h	4186	4394	NGC 4798	-0.3	0.05	sdVopt	
2005i	4470	4405	NGC 1819	-7.3	0.11	sdVopt/TH	Blue
2005q	6687	6105	MCG +61-09-006	-3.4	0.07	sdVopt/TH	
2005s	13372	13593	MCG +04.06-003	-4.7	0.03	sdVopt	Blue
2005u	10206	9879	ESO 556-G 013	-5.4	0.02	sdVopt	Blue
2005z	22982	22570	SDSS J011643.87+004736.9	-2.2	0.03	sdVopt	
2005k	4533	4167	NGC 7311	-10.7	0.13	sdVopt/TH	
2005la	1483	1245	NGC 1271	-9.0	0.03	sdVopt/TH	Blue, Fast
2005l	5758	6111	NGC 3332	-9.7	0.03	sdVopt/TH	Blue
2005n	9586	9388	ESO 345-G 038	9.6	0.03	sdVopt	



Misurare la costante di Hubble



Adattamento con una retta:

$$y = a + bx$$

I minimi quadrati forniscono:

$$a = 26.35$$

$$b = 72.36$$

$$\sigma_b = 1.17$$

$$\begin{aligned} t &= \frac{1}{72.36} \frac{3.08e13 \times 1.e6}{(86400 \times 365)/1.e9} \\ &= (13.50 \pm 0.2) \times 10^9 \text{ anni} \end{aligned}$$