

Centro Osservazione e Divulgazione Astronomica
Siracusa

La misura dello spazio

Franuele Schembri



Quali unità di misura

- Le unità di misura a cui siamo avvezzi sulla Terra, scelte in funzione delle dimensioni del pianeta, sono del tutto inadeguate in ambito spaziale.
- La Luna si trova a 384.000 Km da noi, il Sole a 150 milioni di Km, Giove a 778 milioni di Km, Nettuno a 4,5 miliardi di Km.
- Se dal sistema solare passiamo ad una scala interstellare, le cose si complicano: già Proxima Centauri, la stella a noi più vicina, dista quarantamila miliardi di Km da noi.



L'Unità Astronomica (UA)

- E' la distanza media Terra Sole, pari a 149.597.871 Km.
- Va bene nell'ambito del Sistema Solare; ad es. la distanza del Sole da Mercurio è di 0,38 UA, quella di Giove è di 5,2 UA, Nettuno è a 30 UA.
- Viene usata per comodità anche per esprimere le distanze nei sistemi stellari esterni, ad es. la separazione di stelle doppie o la distanza dei pianeti extrasolari dalla propria stella.



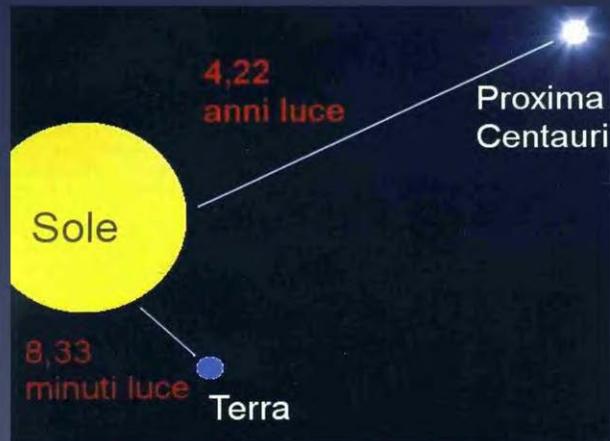
Su questa scala, Proxima Centauri disterebbe da noi 266.161 UA.



Si potrebbe usare, naturalmente, la notazione esponenziale. Ma oltre un certo limite, l'esponente perde di significato immediato nella nostra percezione comune.

L'Anno-Luce (al)

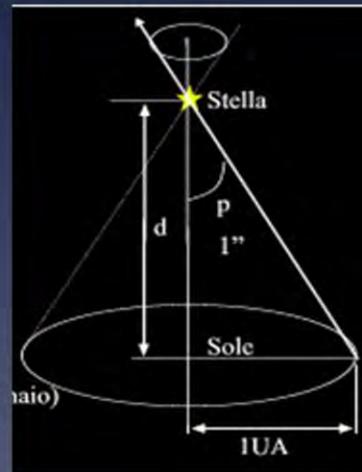
- E' la distanza percorsa dalla luce nel vuoto in un anno ed è pari a 9.460.704.000.000 Km.



Nella distanza corrispondente ad un anno-luce possono stare 800 sistemi solari, l'uno dietro l'altro.

Il Parsec (Pc)

- E' la distanza di una stella dal Sole in corrispondenza della quale una UA sarebbe vista con le dimensioni angolari di un secondo d'arco. In termini geometrici, questo concetto si esprime come parallasse di un secondo d'arco, donde l'abbreviazione *par-sec*.
- Quando l'angolo $P = 1''$, allora la distanza $d = 3,26$ al.
- In funzione delle distanze da misurare, si usano anche i suoi multipli: KPs e MPsc.



Quest'unità di misura, apparentemente strana, deriva dal metodo di misura delle distanze stellari con il "metodo della Parallasse", e presenta il vantaggio d'essere molto pratica nella trasformazione degli angoli di parallasse stellare nei loro equivalenti di distanza.

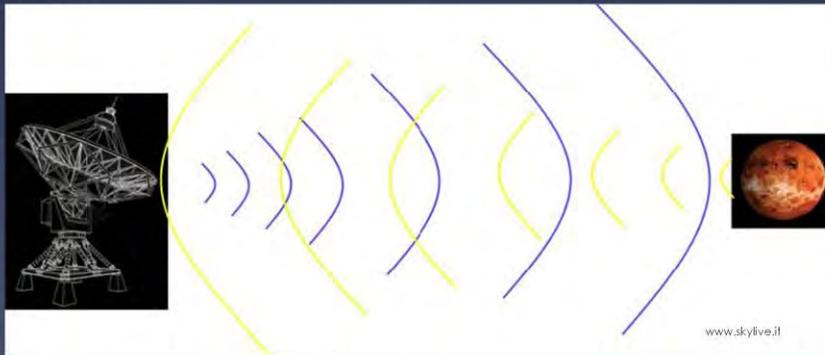
Quadro riepilogativo dei metodi per stimare le distanze celesti



L'incertezza della misura offerta da ogni metodo aumenta con l'aumentare delle distanze.

Il radar ranging

- Detta anche *telemetria laser*, consiste nell'inviare un potente segnale radio verso un oggetto del sistema solare e calcolarne la distanza sulla base del tempo impiegato nel tragitto d'andata e ritorno.
- E' l'unico metodo veramente preciso per la misura delle distanze celesti, ma utilizzabile, per ovvi motivi, solo all'interno del Sistema Solare.



Occorre tener conto della velocità della luce per calcolare sia la posizione del pianeta, quando sarà colpito dal segnale, che della posizione della Terra quando questo tornerà indietro.

Si tratta, naturalmente, del metodo di misura più moderno e tecnologico, in uso dal dopoguerra. La prima applicazione si ebbe nel 1946, quando due ingegneri americani, De Witt e Stodola, hanno ottenuto per la prima volta un eco radar dalla Luna, mentre nel 1961 si è ottenuta una eco di Venere, oltre 100 volte più lontana.

Nel caso della Luna, le missioni Apollo hanno lasciato sul suolo lunare dei riflettori, che facilitano l'operazione di telemetria laser; in questo modo, si è avuta la conferma che il nostro satellite si sta lentamente allontanando dalla Terra.

In precedenza, la misura delle distanze era affidata ad altri metodi. La terza legge di Keplero, ad es., ci permette di ricavare il semiasse maggiore dell'orbita noto il periodo di rivoluzione:

$$T^2 = K * a^3 \rightarrow a = \sqrt[3]{T^2/K}$$

Tuttavia, la misura era affetta dall'incertezza nel calcolo del periodo di rivoluzione.

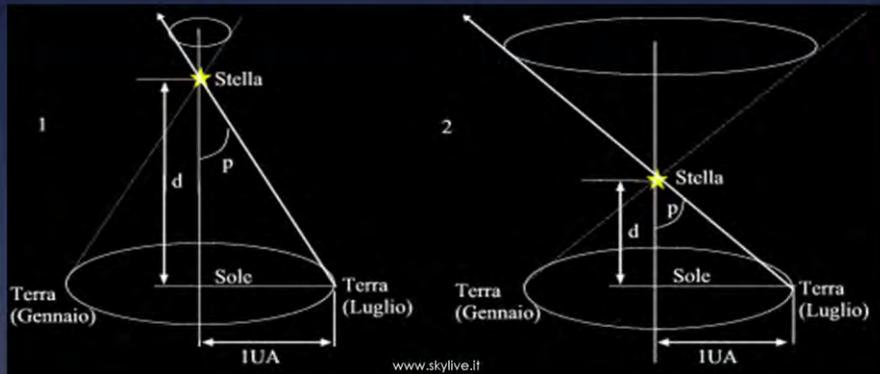
Un altro metodo per ottenere misure più precise è stato quello trigonometrico, la cui applicazione più importante è stata la misura della distanza Terra – Sole tramite l'osservazione del transito di Venere sul disco solare da due punti diversi della Terra.

La parallasse stellare

- Si tratta di un metodo trigonometrico basato sulla misura della parallasse, cioè dell'angolo visuale sotto il quale appare un oggetto, o una stella, se osservati da due punti diversi.



La parallasse stellare



$$\text{Tg } P = \text{UA} / d \quad \rightarrow \quad d = \text{UA} / \text{Tg } P$$



Il campo stellare deve presentare numerose stelle di riferimento abbastanza lontane da non mostrare apprezzabili effetti di parallasse.

Nessuna stella è tanto vicina da avere una parallasse di 1". Per capire quanto sia piccola questa misura, diciamo che essa corrisponde all'angolo sotteso da un metro osservato a 206 Km di distanza.



Le fotografie vengono fatte con telescopi di grande lunghezza focale (almeno 10 m) in modo d'avere elevati ingrandimenti ed una scala molto grande sulle lastre fotografiche, cosa necessaria, dal momento che gli spostamenti dovuti alla parallasse sono molto piccoli; si pensi che su una fotografia ottenuta con un telescopio da 10 m di focale ad 1" d'arco corrisponde una distanza di 5 millesimi di mm.

La parallasse stellare

- E' il più antico tra i metodi di misura, essendo stato applicato per la prima volta nel 1838 da Friedrich Bessel per misurare la distanza di 61 Cygni.
- Per migliorare la misura, si fanno più delle due osservazioni strettamente necessarie, onde tenere conto anche dello spostamento del Sole nello spazio, dei differenti moti propri delle stesse usate come riferimento.
- Se diamo un valore unitario alla distanza d a cui corrisponde un angolo di parallasse di un secondo d'arco ($1''$), otteniamo la nuova unità di misura denominata parsec, pari a 3,26 a.l.
- Questo è un comodo metodo di misura perché la distanza espressa in parsec è inversamente proporzionale all'angolo di parallasse. Per esempio, Sirio ha una parallasse di $0,379''$, per cui:

$$1 / 0,379 = 2,63 \text{ Pc} \rightarrow 2,63 \text{ Pc} \times 3,26 \text{ a.l./Pc} = 8,6 \text{ a.l.}$$



La scelta di 61 Cygni fu motivata dal fatto che di essa era stato appurato un marcato moto proprio, per cui si era certi che era abbastanza vicina al nostro sistema. Fu misurato un angolo di $0,316''$, a cui corrisponde una distanza di 10,3 a.l. Proxima Centauri, la stella più vicina alla Terra, ha una parallasse di $0,765''$, cui corrisponde una distanza di 1,31 Pc, ovvero 4,27 a.l. Apprezzare tale arco equivale ad osservare una moneta di 2 € alla distanza di 8 Km.

La parallasse stellare

- Dati i limiti dei nostri strumenti di misura, il metodo è applicabile entro i 300 a.l., cui corrisponde un angolo di $0,01''$: come misurare il diametro di una moneta posta a 600 Km!
- Per aumentare la precisione e la portata della misura, si usa anche il metodo della parallasse secolare: si usa come base un tratto del moto proprio del Sole nell'ambito della Galassia. Le misure, naturalmente, devono essere fatte a distanza di anni.
- Il metodo della parallasse stellare è l'unico che consente di calcolare le distanze senza bisogno di fare supposizioni circa la natura e le caratteristiche fisiche dell'oggetto analizzato.



Le “candele standard”

- Si tratta di oggetti celesti per i quali è nota la luminosità assoluta, definita come:
- **Magnitudine assoluta**
 - È la magnitudine apparente (luminosità) che la stella avrebbe se fosse osservata alla distanza convenzionale di 10 parsec (32,6 a.l.)
 - Il Sole, se fosse posto a quella distanza, ci apparirebbe come una debole stellina di 4,8^m, appena osservabile ad occhio nudo.
- La relazione che lega magnitudine apparente m , assoluta M e distanza è la seguente:

$$M = m - 5 \log (d/10)$$

- Pertanto, nota M e misurata m , si risale alla distanza:

$$d = 10^{(m-M+5)/5}$$



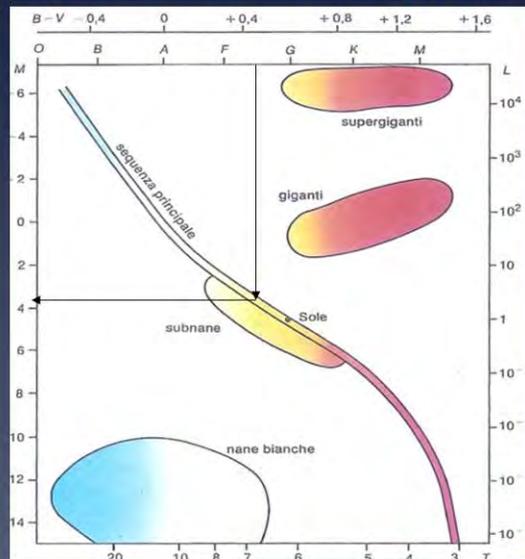
La magnitudine assoluta viene ricavata, con ragionevole margine di precisione, attraverso il metodo della parallasse stellare. S'individuano, in tal modo, delle famiglie di oggetti a magnitudine assoluta nota che, con metodo inverso, ci permettono di risalire alla distanza anche laddove la parallasse non è più applicabile. Da qui, nota la distanza, si risale indirettamente alla magnitudine assoluta di altri oggetti (ad es. le supernovae).

Il Main Sequence Fitting

- Valido per quelle stelle che giacciono sulla sequenza principale del diagramma HR (Hertzsprung – Russell), ovvero sono nella fase centrale della loro vita, quella in cui avviene la fusione d'idrogeno nel nucleo.

- **Basta una misura dell'indice di colore e la relazione**

$$M = m - 5 \log (d/10)$$



Il margine d'imprecisione è certamente più alto che non con il metodo della parallasse, dal momento che le stelle si dispongono non su una linea ma su una fascia, per cui, a parità di temperatura, possono corrispondere magnitudini assolute leggermente diverse tra loro.

Il metodo è applicabile nell'ambito della Via Lattea e dei suoi immediati dintorni, ca. 100.000 a.l.

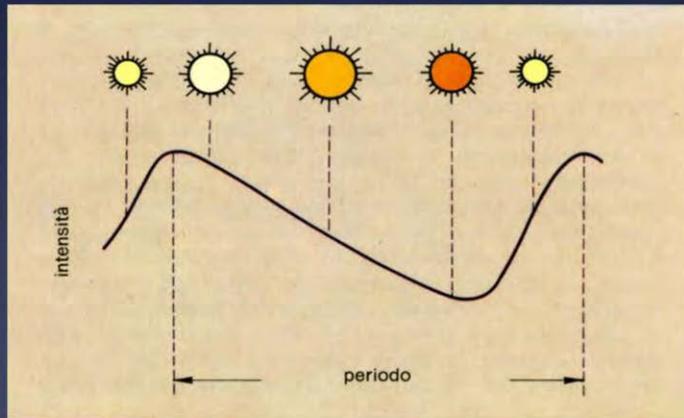
Le variabili cefeidi

- Si tratta di stelle variabili giganti, luminosissime, da 1000 a 10.000 volte più del Sole, la cui luminosità oscilla con grande regolarità tra un massimo ed un minimo, in un arco temporale che può andare da alcuni giorni ad un centinaio di giorni.
- Si trovano generalmente sul disco delle galassie (stelle c.d. di *popolazione I*) e devono il loro nome alla stella δ della costellazione di Cefeo, capostipite di questa famiglia di variabili.



Si tratta di stelle variabili “intrinseche”, in cui la variazione di luminosità, nasce dai meccanismi interni alla stella, a differenza delle variabili ad eclisse, dove periodicamente una stella è parzialmente eclissata da una compagna. Le dimensioni sono davvero notevoli, ed i loro diametri oscillano tra 10 e 400 volte quello del Sole.

Le variabili cefeidi



La variabilità è dovuta al progressivo espandersi e contrarsi della stella, cui corrisponde una variazione della sua temperatura superficiale.



L'oscillazione in luminosità è causata dalla maggiore o minore dimensione della superficie esterna irraggiante e della variazione di temperatura superficiale durante il ciclo di pulsazione.

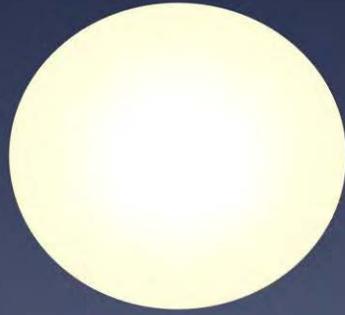
Il processo di pulsazione della stella è dedotto dallo spostamento doppler delle sue righe spettrali, che si spostano alternativamente verso il rosso e verso il violetto: nel primo caso è un allontanamento, nel secondo un avvicinamento all'osservatore. Non è possibile interpretare quest'effetto come una continua oscillazione della stella nello spazio; l'unica interpretazione possibile diviene allora un'altra, e cioè che quando si osserva una velocità radiale d'allontanamento non si allontana tutta la stella ma solo gli strati esterni dai quali ci giunge quella luce: la stella, dunque, si sta contraendo.

A poco a poco, la velocità d'allontanamento diminuisce e quando finalmente s'annulla vuol dire che la contrazione è cessata e il raggio ha raggiunto il valore minimo. Da questo momento, si osserva una velocità d'avvicinamento a noi che va continuamente crescendo, passa per un valore massimo, poi torna a diminuire fino ad annullarsi. Ciò significa che ora la stella si sta espandendo sempre più rapidamente, poi rallenta la sua espansione, pur continuando a crescere, e finalmente si ferma: a questo punto, il raggio ha raggiunto il suo valore massimo.

Il profilo di luminosità di una stella cefeide è tipicamente non simmetrico, con il braccio ascendente più corto e ripido di quello discendente. Ciò vuol dire che la fase di contrazione è più veloce di quella d'espansione.

Delta Cephei oscilla tra una magnitudine apparente minima di 3,5 ed una massima di 4,4, con un periodo di 5,4 giorni.

Una cefeide all'opera



Il meccanismo delle pulsazioni

- Il comportamento delle cefeidi è comune solo a stelle massicce che, nel diagramma HR, si collocano nella sequenza principale ma zona in corrispondenza della quale gli strati esterni diventano instabili.
- Gli studi più recenti hanno accreditato l'ipotesi che il meccanismo di pulsazione sia determinato dall'equilibrio tra He^+ e He^{++} presente nel guscio esterno della stella.
- Quando la contrazione, e quindi la temperatura, è massima, una parte dell'elio ionizzato perde un altro elettrone e si forma uno strato di He^{++} che è molto più opaco alla radiazione. Conseguentemente, l'atmosfera ricca di He^{++} blocca una parte della radiazione uscente, e ciò determina una pressione che causa l'espansione degli strati esterni.
- Quando la stella si è espansa, la temperatura del guscio scende, e questo determina la ricombinazione dell' He^{++} che acquista un elettrone. L'atmosfera torna ad essere adesso trasparente, la radiazione passa liberamente e la stella torna a contrarsi.



Il fenomeno di espansione e contrazione è limitato alla sola superficie stellare e non dipende da un mutamento nella quantità d'energia prodotta nelle reazioni nucleari all'interno del nucleo.

Nome	Magnitudine massima	Magnitudine minima	Periodo (giorni)	Tipo spettrale
Polaris	1,97	2,00	3,97	F7Ib-F8Ib
I Carinae	3,28	4,18	35,54	F6Ib-K0Ib
β Doradus	3,41	4,08	9,8426	F4-G4Ia-II
η Aquilae	3,48	4,39	7,176641	F6Ib-G4Ib
δ Cephei	3,48	4,37	5,366341	F5Ib-G1Ib
ζ Geminorum	3,62	4,18	10,15073	F7Ib-G3Ib
X Sagittarii	4,2	4,9	7,01283	F5-G2II
W Sagittarii	4,29	5,14	7,59503	F4-G2Ib
RT Aurigae	5	5,82	3,728115	F4Ib-G1Ib
FF Aquilae	5,18	5,68	4,4709	F5Ia-F8Ia
S Sagittae	5,24	6,04	8,382086	F6Ib-G5Ib
Y Sagittarii	5,25	6,24	5,77335	F5-G0Ib-II
BG Crucis	5,34	5,58	3,3428	F5Ib-G0p
T Vulpeculae	5,41	6,09	4,435462	F5Ib-G0Ib
AH Velorum	5,50	5,89	4,2272	F7Ib-II
MY Puppis	5,54	5,76	5,6948	F4Iab
DT Cygni	5,57	5,96	2,4992	F5.5-F7Ib-II
T Monocerotis	5,58	6,62	27,02465	F7Iab-K1Iab+A0V
AX Circini	5,65	6,09	5,273268	F2-G2II+B4
SU Cassiopeiae	5,70	6,18	1,9493	F5Ib-II-F7Ib-II
U Carinae	5,72	7,02	38,7681	F6-G7Iab
V1334 Cygni	5,77	5,96	3,3328	F2Ib
X Cygni	5,85	6,91	16,3863	F7Ib-G8Ib



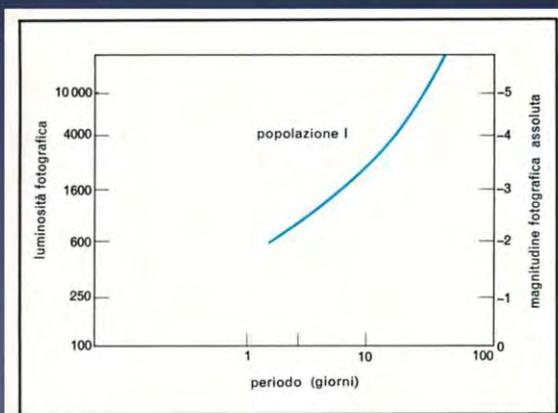
Un particolare sottotipo di Cefedi è costituito dalle stelle variabili del tipo RR Lyrae, caratterizzate da un periodo cortissimo, inferiore ad un giorno.

Le cefeidi come candele standard

* Nel 1908 l'astronoma americana Henrietta S. Leavitt, dello Harvard College Observatory, analizzando centinaia di cefeidi presenti nelle nubi di Magellano, scoprì una relazione tra luminosità della stella ed il suo periodo, secondo la seguente relazione:

$$M = -2,87 \log P - 1,40$$

* Misurato il periodo e la magnitudine apparente m , siamo in grado di ricavare la distanza della stella e, conseguentemente, dell'ammasso stellare o della galassia che la ospita.



In base alla correlazione tra luminosità assoluta e periodo, si avrà che una cefeide con periodo di tre giorni ha una luminosità pari a 800 volte quella del Sole; una con periodo di trenta giorni è 10.000 volte più luminosa del Sole.

La correlazione è stata calibrata usando le stelle Cefeidi molto vicine, per le quali la distanza era stata precedentemente determinata col metodo della parallasse secolare (tutte troppo distanti per l'applicazione della parallasse stellare) e, conseguentemente, erano note le magnitudini assolute.

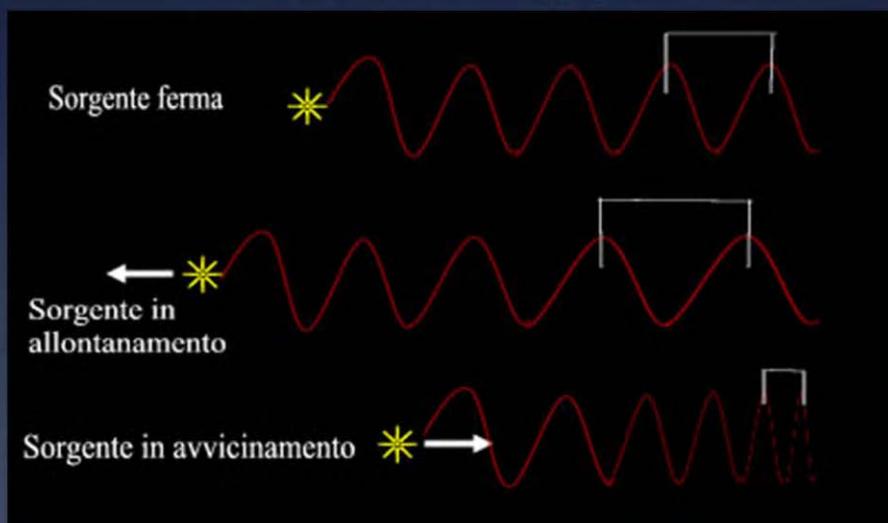
La misura della distanza con questo metodo è affetta da errori nella determinazione della luminosità assoluta della Cefeide, a causa della riduzione di luminosità per la presenza di polveri interstellari. Gli effetti della polvere sono più intensi per la luce blu ed ultravioletta, per cui è conveniente osservare le Cefeidi nell'infrarosso, verso il quale la polvere è più trasparente.

Le cefeidi come candele standard

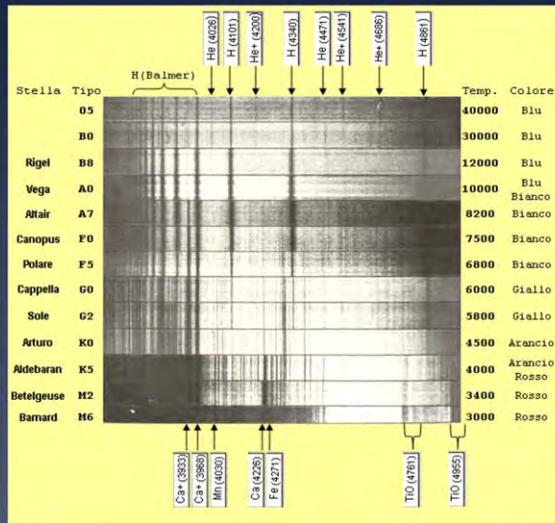
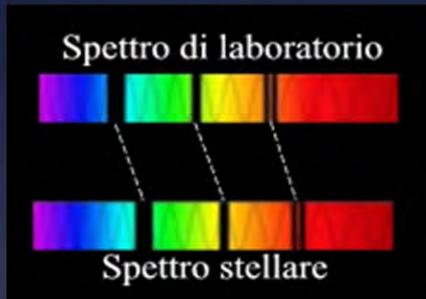
- Il primo grande successo del metodo delle Cefeidi fu la scoperta che la nebulosa di Andromeda non era altro che una galassia esterna alla nostra, tramite l'identificazione di alcune Cefeidi al suo interno, grazie all'opera di Edwin Hubble.
- Con i telescopi terrestri, il metodo delle Cefeidi permette d'identificare galassie fino a 13 milioni di a.l. Con il telescopio spaziale Hubble questo limite sale ad oltre 30 milioni di a.l. Oltre, esse sono troppo deboli per essere identificate.



L'effetto doppler

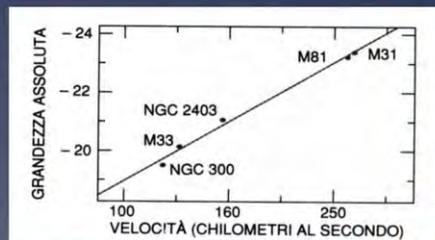


L'effetto doppler



Metodo di Tully-Fisher

- E' un modello empirico, proposto alla fine degli anni '70, applicabile alle sole galassie a spirale.
- Secondo tale modello, la luminosità intrinseca delle galassie a spirale è proporzionale alla quarta potenza della loro velocità di rotazione. Più rapidamente ruota la galassia, maggiore è la quantità di materia che la tiene insieme.
- Dalle osservazioni spettroscopiche e radio, si può risalire alla velocità di rotazione del disco e da qui alla luminosità assoluta; incrociando questo dato con la luminosità apparente, si può risalire alla distanza con la relazione delle candele standard.
- Il metodo permette di determinare distanze fino a 300 milioni di anni luce.



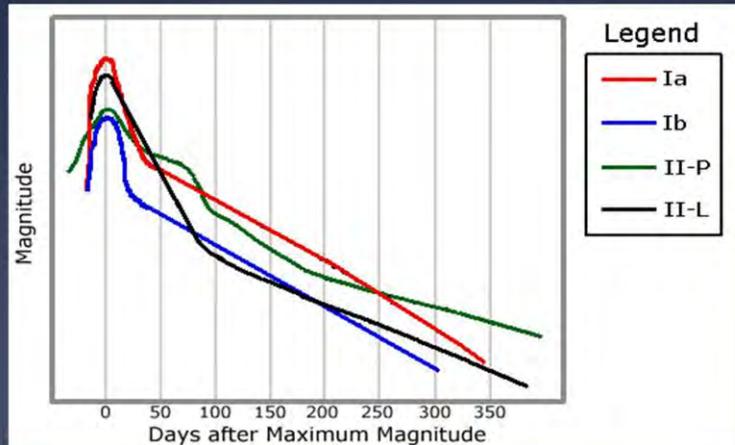
Le misure vengono fatte nel vicino infrarosso. Primo, perché le stelle che più contribuiscono alla luminosità delle galassie emettono gran parte della radiazione nel vicino infrarosso. Secondo, perché meno soggetta all'estinzione per le polveri interstellari.

Il sistema è stato calibrato con il metodo delle cefeidi.

Non esiste ancora una precisa interpretazione teorica della correlazione.

Metodo delle Supernovae Ia

- Si è osservato che una particolare categoria di supernovae, denominata Ia, è non solo quella a cui appartengono le esplosioni più potenti, ma è anche caratterizzata dal fatto che il picco di potenza è sempre in corrispondenza di una determinata luminosità assoluta.

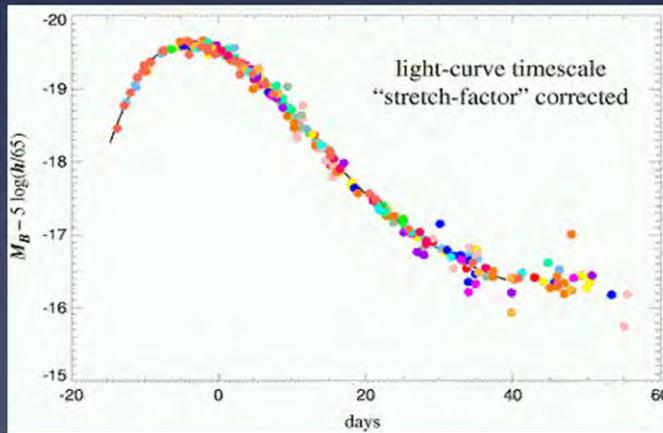


Il calcolo della luminosità assoluta è stato fatto in base ad eventi registrati in galassie di cui era già nota la distanza, ad es. col metodo delle Cefeidi.

La curva di luminosità è caratteristica per ogni categoria di supernovae, e corrisponde ad una determinata categoria di oggetti celesti e ad un preciso meccanismo di esplosione.

Metodo delle Supernovae Ia

- Il picco di magnitudine assoluta M cade generalmente intorno al valore di $M = -19,5$, cioè quasi 5 miliardi di volte più del Sole.
- Questo fatto è il presupposto per utilizzare le supernovae Ia come candele standard che, grazie alla loro potenza, ci permettono di determinare distanze fino a svariati miliardi di a.l.



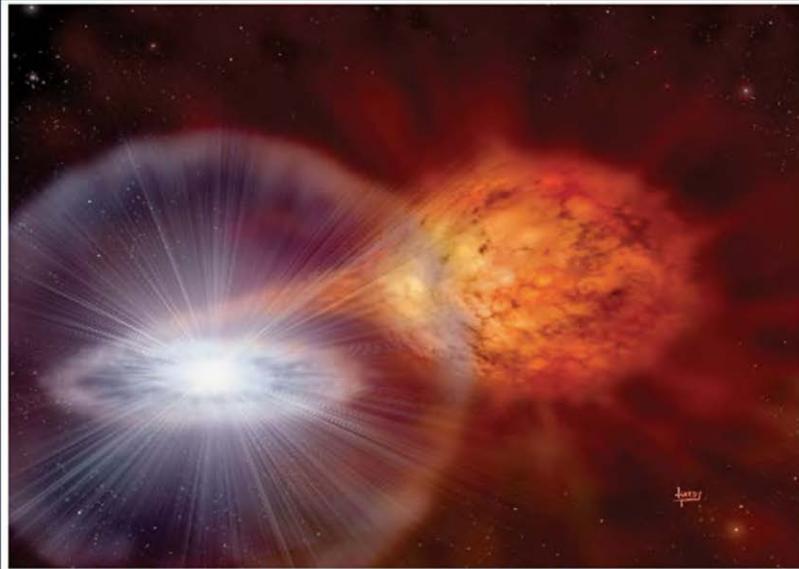
Il calcolo della luminosità assoluta è stato fatto fatto in base ad eventi registratisi in galassie di cui era già nota la distanza, ad es. col metodo delle Cefeidi.

Cosa genera le Supernovae Ia?

- In base agli studi più recenti, il meccanismo di formazione è del tutto diverso dalla classica supernova, denominata di tipo II (o a *collasso nucleare*), che si forma da una stella massiccia > 8 masse solari.
- Le SN Ia sarebbero infatti dovute all'esplosione di una nana bianca molto massiccia, la cui massa è vicina al limite di Chandrasekhar (1,4 Ms), appartenente ad un sistema binario molto stretto, in cui la compagna è generalmente una gigante o supergigante rossa. Il meccanismo è del tutto analogo a quello delle *novae*.
- La nana bianca, con il suo intensissimo campo gravitazionale, sottrae continuamente una corrente di materia dagli strati più esterni della compagna.



Le nane bianche sono il residuo di stelle con massa < 8 masse solari. Queste, giunte al termine della propria vita, quando hanno esaurito l'idrogeno nel nucleo, abbandonano la sequenza principale e si trasformano in giganti o supergiganti rosse, convertendo l'elio del nucleo in carbonio. Quando nel nucleo tutto l'elio è stato convertito, non sono più possibili ulteriori reazioni di fusione, possibili solo con masse superiori a 8 Ms. A questo punto, con una serie di parossismi, la stella si libera del guscio esterno di idrogeno ed elio, trasformandosi per qualche tempo in una *nebulosa planetaria*, e sopravvive solo il nucleo, delle dimensioni di un pianeta, densissimo e caldissimo ($100 \div 200 \text{ M}^\circ \text{ K}$) sotto forma di nana bianca.



Artist's rendition of a white dwarf accumulating mass from a nearby companion star. This type of progenitor system would be considered singly-degenerate.

Image courtesy of David A. Hardy, © David A. Hardy/www.astroart.org.



Meccanismo di esplosione

- Nelle nane bianche non avvengono più reazioni di fusione nucleare, poiché la temperatura ($100 \div 200 \text{ M}^\circ \text{ K}$) non è sufficiente ad innescare la fusione del carbonio. In queste condizioni, la materia si dice *degenere*, ed è costituita da uno stato in cui i nuclei atomici sono immersi in un gas di elettroni. È la pressione esercitata da questi ultimi che si oppone al collasso gravitazionale.
- Il limite di Chandrasekhar di $1,4 M_{\odot}$ è la massa massima che possono assumere le nane bianche, oltre la quale la pressione degli elettroni liberi non è più sufficiente ad opporsi al collasso gravitazionale della stella.
- Non appena la nana bianca è prossima al limite di Chandrasekhar, per effetto della continua acquisizione di materia dalla compagna, nel nucleo si raggiunge il limite per la fusione del carbonio.



La densità di una nana bianca è di circa 1 ton/cm^3 .

Meccanismo di esplosione

- L'innesco della reazione rilascia una quantità enorme ed incontrollata di energia, non frenata dalla presenza del guscio stellare precedentemente disperso, tale da disgregare la stella in una violenta esplosione.



- Poiché la massa di partenza è sempre uguale, allora lo saranno anche l'energia irradiate e la luminosità di picco per tutte le SN Ia.



Fu proprio l'osservazioni di SN Ia in galassie lontanissime, nel 1998, a mostrare che l'universo sembra soggetto ad un'espansione accelerata.

La legge di Hubble

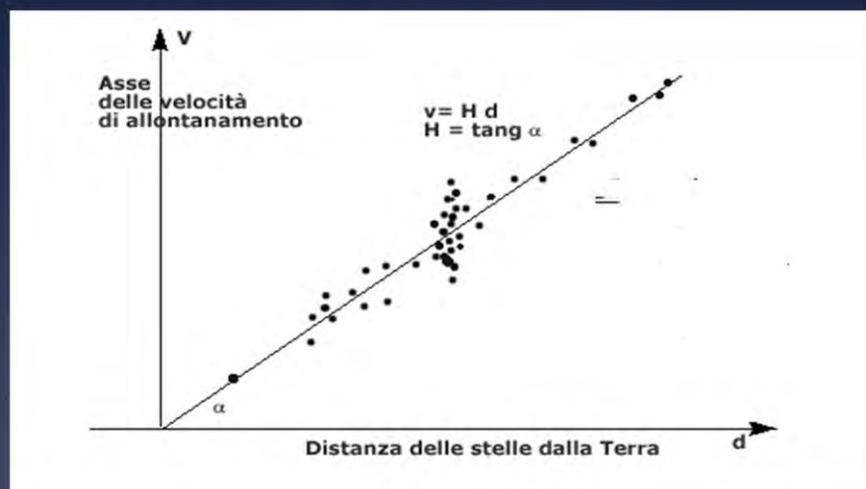
- La legge di Hubble è una relazione empirica enunciata da Edwin Hubble nel 1929, secondo la quale le galassie si muovono ad una velocità di fuga proporzionale alla loro distanza.

$$v = H_0 \times d$$

- H_0 è la costante di Hubble, cui si assegna ad H un valore che varia da 50 km/s a 100 (km/s) per ogni Megaparsec di distanza.
- in base alle misure più recenti, H_0 si attesterebbe sul valore di 74 Km/s per MPC.
- Le galassie sono perciò animate da una velocità di fuga proporzionale alla loro distanza. Ne consegue che più una galassia si muove rapidamente verso di noi o lontano da noi, più essa è distante.



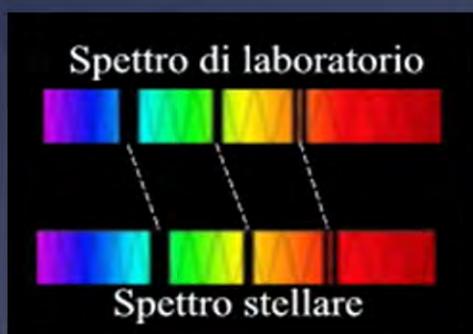
La legge di Hubble



La calibrazione del grafico è affidata a precedenti sistemi basati sul metodo delle candele standard: Cefeidi, Tully-Fisher e Supernovae Ia.

La legge di Hubble ed il Red Shift

- Nota la costante, per risalire alla distanza occorre determinare la velocità di allontanamento.
- L'unico sistema attualmente possibile è determinare lo spostamento verso il rosso (*red-shift*) delle righe di assorbimento caratteristiche di un determinato elemento chimico.



Il red-shift si indica con la lettera z ed è pari a:

$$z = \Delta\lambda / \lambda$$

si avrà pertanto che

$$v = c * z$$



Il red-shift: un esempio pratico

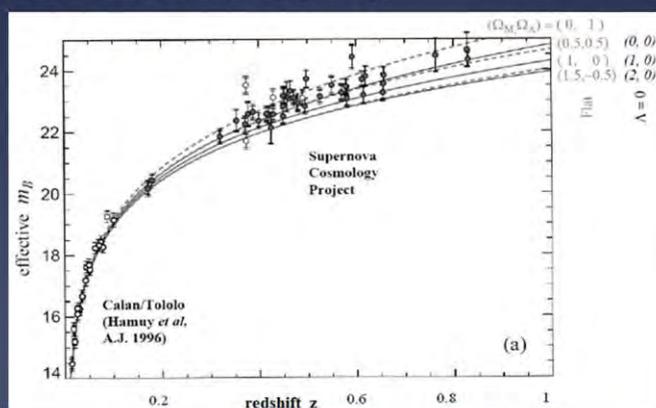
- Supponiamo di osservare una galassia in cui la riga $H\alpha$ dell'idrogeno viene osservata a 662,9 nm, invece che al suo valore vero di 656,3 nm
- avremo $\Delta\lambda = 6,6$ nm, da cui $z = 0,01$.
- Moltiplicando per la velocità della luce, si ottiene una velocità di allontanamento di 3.000 Km/s.
- Applicando la legge di Hubble $v = H_0 \times d$

avremo che $d = 3.000 / 74 = 40,5$ MPc = 132 M a.l.



Sorprese sulla legge di Hubble

- La costante di Hubble è stata calibrata in base all'osservazione di candele standard.
- La relazione è lineare per distanze di qualche miliardo di a.l.
L'osservazione di supernovae Ia in galassie molto distanti, nel tempo oltre che nello spazio, ha rivelato che il valore di H_0 diminuisce man mano che ci avviciniamo al Big Bang.



Sorprese sulla legge di Hubble

- Se le galassie si espandevano più lentamente all'inizio e sempre più velocemente col passare del tempo, la conclusione non può essere che

l'Universo si espande sempre più velocemente!



FINE



BIBLIOGRAFIA

1. "ASTRONOMIA, alla scoperta del cielo", vol. 1 e 2. Curcio editore, 1981.
2. Paolo Maffei: "Al di là della Luna". Mondadori, 1973.
3. W. L. Freedman: "Velocità d'espansione e dimensioni dell'Universo", su "Le Scienze", n° 293, gen 1993.
4. J. Craig Wheeler e R. Harkness: "Supernovae ricche di elio", su "Le Scienze", n° 233, gen 1988.
5. F. D. Seward, P. Gorenstein e W. H. Tucker: "Resti giovani di supernova", "Le Scienze" n° 206, ott. 1985.
6. Wikipedia.org (Cefeidi, relazione Tully-Fischer, supernovae Ia).
7. Skylive.it "Le distanze astronomiche".