

Alma Mater Studiorum – Università di Bologna

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

Scala delle distanze in astrofisica

Tesi di laurea

Presentata da:

Emanuela Calabrese

Relatore:

Chiar.ma Prof.ssa Marcella Brusa

Anno accademico 2025-2026

*A nonna Emanuela,
la donna forte che spero di diventare.*

*«L'istruzione è l'arma
più potente che si possa
usare per cambiare il mondo»*

Nelson Mandela

Indice

Sommario	3
1 Introduzione	4
Introduzione	4
1.1 Definizione di scala delle distanze in astrofisica	4
1.2 Cenni storici	4
1.3 Unità di misura per l'astronomia	6
2 Metodi diretti	7
2.1 Astronomia radar	7
2.2 Parallasse trigonometrica	8
2.3 Parallassi statistiche	8
2.4 Parallasse cinematica (o moving cluster)	9
3 Metodi indiretti	10
3.1 Indicatori primari	10
3.1.1 Main sequence fitting	10
3.1.2 Parallasse spettroscopica	11
3.1.3 Cefeidi	12
3.1.4 RR-lyrae	13
3.2 Indicatori secondari	13
3.2.1 Supernove	13
3.2.2 Galassie a spirale: legge di Tully-Fisher	15
3.2.3 Metodi per le galassie ellittiche	15
3.2.4 Legge di Hubble-Lemaître	17

Sommario

Determinare le distanze rappresenta uno dei pilastri dell'astrofisica moderna in quanto permette di ricavare proprietà fondamentali degli oggetti celesti, come luminosità e dimensioni, e consente di mappare l'Universo su grande scala.

Questo elaborato di tesi offre una panoramica di quella che viene chiamata "scala delle distanze in astrofisica", uno schema a gradini in cui i metodi che permettono di ricavare le distanze più prossime servono a calibrare quelli applicabili a distanze superiori.

Partendo dalle prime stime geometriche realizzate dall'uomo, dalla misura del raggio e della circonferenza della Terra alla distanza Terra-Sole, la trattazione prosegue con l'analisi dei metodi diretti come l'astronomia radar e i vari tipi di parallasse. Questi ultimi, non applicabili al di fuori della nostra Galassia, costituiscono il primo gradino della scala delle distanze.

Infine l'analisi si sposta sui metodi indiretti, finalizzati alla stima delle distanze di oggetti celesti situati oltre i confini della nostra Galassia. Suddivisi in indicatori primari e secondari, essi completano il quadro descrittivo con la legge di Hubble-Lemaître che non solo permette di calcolare distanze su grande scala, ma ci fornisce anche una stima del tasso di espansione cosmica.

Capitolo 1

Introduzione

1.1 Definizione di scala delle distanze in astrofisica

L'insieme dei metodi progressivi che comportano il calcolo delle distanze di oggetti celesti si chiama scala delle distanze astrofisiche. Si tratta di una struttura a gradini in cui ciascuna tecnica serve a calibrare quella successiva. Sapere quanto è lontano un oggetto celeste da noi è un modo di comprendere meglio la struttura dell'Universo.

1.2 Cenni storici

Sin dall'antichità l'uomo è stato interessato alle distanze, inizialmente limitate al proprio mondo. Già nel III secolo a.C. Eratostene di Cirene riuscì a calcolare la circonferenza e il raggio della Terra con notevole precisione sfruttando unicamente la diversa inclinazione dei raggi solari in due diverse località, Alessandria e Siene: nel giorno del solstizio d'estate, mentre a Siene i raggi cadevano perfettamente perpendicolari al suolo, Eratostene misurò ad Alessandria un'inclinazione di 7.2° , corrispondente ad $\frac{1}{50}$ di circonferenza. Nota la distanza tra le due città, pari a 5000 stadia, ad Eratostene bastò moltiplicare tale dato per 50 per calcolare la circonferenza della Terra, ottenendo un valore di 250 000 stadia. Da tale misura, dividendo per 2π , calcolò il raggio della Terra. I risultati di Eratostene, corrispondenti a circa 40 460 km per la circonferenza e circa 6 440 km per il raggio, sono straordinariamente vicini a quelli reali, fornendo, in questo modo, una prima stima scientifica delle dimensioni della Terra.

Successivamente l'uomo ha cominciato ad interrogarsi sulle distanze a lungo raggio, ben oltre il proprio pianeta. Nello stesso periodo di Eratostene infatti, Aristarco di Samo provò a calcolare la distanza Terra-Sole e Terra-Luna. Egli intuì che quando la Luna si trova come primo o ultimo quarto, vuol dire che il triangolo che si forma congiungendo Sole-Luna-Terra ha un angolo di 90° in corrispondenza della Luna. Per cui, misurando l'angolo Sole-Terra-Luna e stimandolo di 87° , Aristarco dedusse che la distanza Terra-Sole fosse almeno $18/20$ volte maggiore della distanza Terra-Luna. Nonostante Aristarco avesse sottostimato di più di 2.5° la misura angolare Sole-Terra-Luna e la stima contenesse un grossolano errore dovuto alle imprecisioni delle misure

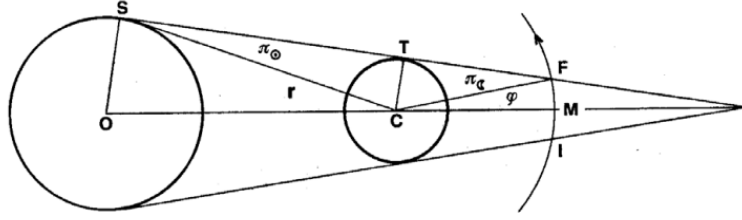


Figura 1.1: Schema geometrico di Ipparco per il calcolo della distanza Terra-Sole e Terra-Luna: il cerchio più grande rappresenta il Sole, quello più piccolo rappresenta la Terra [3]

ad occhio nudo, Aristarco ha comunque il merito di aver dimostrato analiticamente in età greca che la Luna sia ad una distanza minore dalla Terra rispetto a quella del Sole. Nel II secolo a.C., Ipparco di Nicea tentò di calcolare la distanza Terra-Sole basandosi sulla geometria delle eclissi totali di Luna (si osservi la Figura 1.1). In tale schema geometrico: $\widehat{SCO}$ (indicato con r) rappresenta la misura angolare del raggio del Sole dal centro della Terra, misurata dallo stesso Ipparco in $16'$; $\widehat{MCF}$ (indicato con φ) è la metà della zona d'ombra attraversata dalla Luna pari a circa $40'$; $\widehat{TSC}$ (indicato con $\pi_{\odot}$) è l'angolo sotto cui dal Sole si vede il raggio terrestre, ossia la parallasse del Sole; $\widehat{TFC}$ (indicato con $\pi_{\lrcorner}$) è la paralasse della Luna, IMF è l'arco entro cui la Luna è in ombra. Poiché supplementari dello stesso angolo $\widehat{SCF}$,

$$\pi_{\odot} + \pi_{\lrcorner} = r + \varphi \quad (1.1)$$

e sostituendo i dati numerici si ottiene

$$16' + 40' = r + \varphi \quad (1.2)$$

Trattandosi di piccole ampiezze, è più che valida l'approssimazione $\frac{d_{\odot}}{d_{\lrcorner}} = \frac{\pi_{\lrcorner}}{\pi_{\odot}}$. Utilizzando il rapporto numerico stimato da Aristarco, $\frac{d_{\odot}}{d_{\lrcorner}} = 19$, la relazione diventa:

$$\pi_{\odot} + 19\pi_{\odot} = 20\pi_{\odot} = 56' \quad (1.3)$$

da cui si ricava una parallasse solare $\pi_{\odot} \approx 3'$ e una lunare $\pi_{\lrcorner} \approx 53'$. Nonostante Ipparco compì un grossolano errore sulla misura della distanza del Sole sottostimandola di più di un fattore 20, la stima della parallasse lunare presentava un errore del solo 7% rispetto al valore reale.

Fu necessario attendere il 1659 per ottenere una misura della distanza Terra-Sole coerente con il valore reale. Vi riuscì Christiaan Huygens il quale comprese che le dimensioni dei pianeti non erano legate da una qualche proporzione con le loro distanze eliocentriche: si rese conto che Venere era più grande di Marte e che Giove era più grande di Saturno. Nonostante le incongruenze, notando che i pianeti più esterni fossero più grandi di quelli interni, decise di portare avanti l'idea dell'armonia del Sistema Solare. Per questo, ipotizzando che il diametro di Marte fosse $1/166$ del diametro del Sole e

che quello di Venere fosse $1/84$, stimò il diametro della Terra come $1/111$ di quello del Sole (facendo la media tra i diametri di Venere e Marte). In questo modo Huygens ricavò la distanza Terra-Sole pari a 12 543 diametri terrestri. Le stime di Huygens, pur basandosi su un'assunzione non corretta, erano per coincidenza molto vicine a quelle reali.

La misura destinata a rimanere nella storia fu quella compiuta da Giovanni Domenico Cassini durante l'opposizione di Marte del 1672: mentre Cassini rilevò accuratamente la posizione di Marte rispetto alle stelle fisse da Parigi, J. Richter, suo assistente, fece lo stesso a Cayenne. Le osservazioni portarono ad una stima della parallasse di Marte di $25''$ e della parallasse solare di $9.5''$, da cui si ricavò la distanza Terra-Sole pari a circa 22 000 raggi terrestri.

1.3 Unità di misura per l'astronomia

Di pari passo al miglioramento delle tecnologie, anche le misure sono diventate sempre più accurate fino ad arrivare alla distanza Terra-Sole che conosciamo oggi. Essa viene comunemente indicata con il nome di **unità astronomica**.

Inizialmente veniva definita come la lunghezza del semiasse maggiore dell'orbita terrestre. Tuttavia, nel 1964, l'Unione Astronomica Internazionale (IAU) stabilì che dovesse essere una costante fissa utile a calibrare alcune grandezze fisiche (come la parallasse solare), fissandone il valore a 149 600 000 km. Dodici anni più tardi, l'Assemblea generale IAU di Grenoble definì l'unità astronomica come la distanza tra il centro del Sole e una particella di massa trascurabile posta in orbita circolare intorno ad esso, di periodo pari a circa 365,25 giorni. In base a tale definizione, l'unità astronomica risultava essere pari a 149 597 870,691 km.

Questa formulazione legava tale unità di misura alla meccanica Kepleriana e, di conseguenza, alla massa del Sole, alla durata del giorno e ad un numero fisso denominato "costante gravitazionale gaussiana". Tali dipendenze generavano criticità nella definizione di unità astronomica come costante (si pensi che la massa del Sole varia nel tempo) per cui, nel 2009, si è deciso di avviare il processo che avrebbe portato alla nuova definizione. A seguito del tracciamento effettuato dalle sonde spaziali nel Sistema Solare, l'IAU ha fornito, nel 2012, il valore che conosciamo oggi dell'unità astronomica, pari a:

$$1 \text{ AU} = 149\,597\,870\,700 \pm 3 \text{ m} \quad (1.4)$$

Attualmente è molto utilizzata per descrivere distanze limitate al nostro Sistema Solare. Per distanze su larghissima scala non si usa l'unità astronomica ma il parsec (pc) o l'anno luce (ly).

Si definisce parsec la distanza relativa ad una parallasse di $1''$:

$$1 \text{ pc} = 3.086 \cdot 10^{16} \text{ m} \quad (1.5)$$

Si definisce anno luce la distanza percorsa dalla luce in un anno:

$$1 \text{ ly} = 9.461 \cdot 10^{15} \text{ m} \quad (1.6)$$

Capitolo 2

Metodi diretti

Si definiscono diretti i metodi di calcolo delle distanze che necessitano solo di geometria e trigonometria senza basarsi sulla natura fisica dell'oggetto in analisi. In questo capitolo sono trattati i seguenti metodi diretti per la misura delle distanze in astrofisica:

- Astronomia radar;
- Parallasse trigonometrica;
- Parallassi statistiche;
- Parallasse cinematica (o moving cluster).

2.1 Astronomia radar

L'astronomia radar è un metodo di misurazione delle distanze basato sull'invio di un segnale radio (compreso tra $\lambda = 3.5$ cm e $\lambda = 12.5$ cm) verso un bersaglio e sulla misurazione del tempo di ritardo che impiega il segnale per compiere il viaggio di andata e ritorno. Dato che il segnale viaggia alla velocità della luce $c = 299\,792\,458$ m/s, la distanza D dell'oggetto è data da:

$$D = \frac{ct}{2} \tag{2.1}$$

Il fattore 2 al denominatore tiene conto del fatto che il segnale compie il viaggio 2 volte. Tale metodo è efficace a brevi distanze poiché la potenza P del segnale decade molto rapidamente secondo la legge dell'inverso della quarta potenza $P \propto D^{-4}$ ed è infatti limitato all'interno del Sistema Solare. Nonostante tale limitazione fisica, l'astronomia radar vanta numerose applicazioni. È infatti molto utilizzata per fare previsioni a lungo termine su impatti di asteroidi sulla Terra e ha permesso di ottenere misure sempre più precise della distanza Terra-Sole. Inoltre, permette di mappare le superfici dei corpi solidi nel Sistema Solare con impressionante precisione.

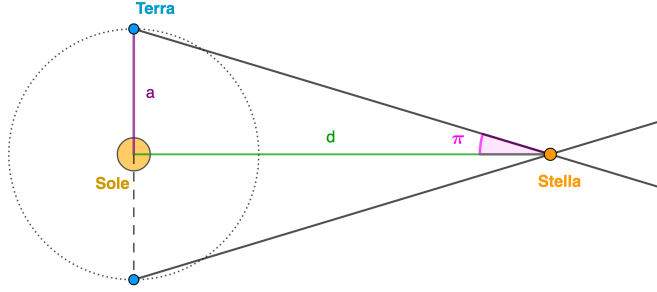


Figura 2.1: Parallasse trigonometrica [8]

2.2 Parallasse trigonometrica

La parallasse trigonometrica costituisce uno dei metodi fondamentali per il calcolo delle distanze astrofisiche.

Tale metodo si basa sullo spostamento apparente, rispetto alle stelle fisse, subito da una stella per il moto annuale della Terra intorno al Sole. Più un oggetto è vicino, maggiore è l'effetto di parallasse.

Osservando la geometria del sistema, si ottiene la relazione trigonometrica:

$$a = d \tan \pi \quad (2.2)$$

dove d è la distanza eliocentrica della stella espressa in km, a è l'unità astronomica ugualmente espressa in km e π è l'angolo di parallasse espresso in radianti. Dato che π è piccolo, si può approssimare:

$$\tan \pi = \frac{a}{d} \approx \pi \quad (2.3)$$

La distanza della stella in parsec (pc) è pari all'inverso dell'angolo di parallasse espresso in arcosecondi. Essendo che non esistono stelle in un raggio di 1 pc dal Sole (la più vicina è a 1.30 pc), non si osservano parallasse superiori ad 1".

Occorre sottolineare che se tale metodo da Terra risulta affidabile fino a 30 pc, dallo spazio tale distanza limite può essere facilmente superata. Infatti la missione spaziale dell'ESA Hipparcos, tra il 1989 e il 1993, ha calcolato la parallasse trigonometrica di circa 120 000 stelle localizzate entro una distanza di 150 pc dal Sole [2]. Poi i confini sono stati estesi dal satellite dell'ESA Gaia che ha calcolato la parallasse trigonometrica di 1.3 miliardi di stelle localizzate entro 9.2 kpc dal Sole [2].

2.3 Parallassi statistiche

Il Sole si sposta nel corso di un anno di circa 20 km/s rispetto al Local Standard of Rest (LSR)¹. Considerando una stella S a distanza r dal Sole e lungo una direzione tale per cui si formi un angolo θ con la direzione del Sole verso l'apice (punto verso cui il Sole sembra dirigersi che si trova nella costellazione di Ercole), in un tempo t , per

¹sistema in cui le stelle più vicine al Sole possono essere considerate, in media, ferme

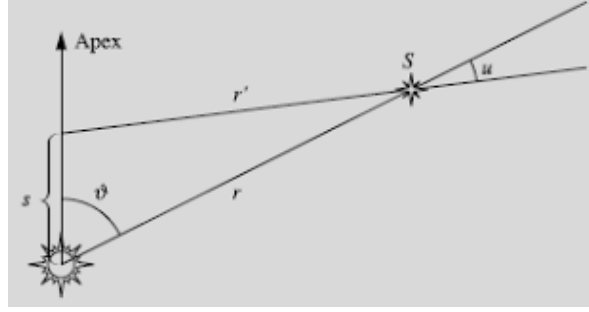


Figura 2.2: Geometria delle parallassi statistiche[2]

effetto del moto del Sole, la stella sembrerà spostarsi con una velocità angolare $\frac{u}{t}$ (u è la variazione angolare apparente della stella S) e il Sole avrà percorso una distanza s . Per il teorema dei seni:

$$\frac{s}{\sin u} = \frac{r'}{\sin \theta} \rightarrow r' = \frac{s \sin \theta}{\sin u} \rightarrow r \approx \frac{s \sin \theta}{u} \quad (2.4)$$

L'approssimazione è valida in quanto u è molto piccolo e quindi $\sin u \approx u$ e $r' \approx r$. Il moto proprio della stella ha la componente del moto del Sole e una componente propria che può essere rimossa considerando più stelle con le componenti proprie distribuite uniformemente. Si risale alla loro distanza partendo dal valore medio del moto proprio di un campione di stelle alla stessa distanza dal Sole, usando la formula finale (2.4). Questo è il metodo di misura delle parallassi statistiche.

2.4 Parallasse cinematica (o moving cluster)

Gli ammassi aperti, contenenti dalle decine ad alcune centinaia di stelle, possono disgregarsi a seguito delle influenze gravitazionali esterne o per la rotazione differenziale della nostra Galassia. Alcuni però, a distanza di anni, restano abbastanza stabili. Quelli più vicini possono essere utilizzati come riferimento per le distanze attraverso il metodo della parallasse cinematica, come ad esempio le Iadi.

Si assume che le stelle di un ammasso abbiano tutte la stessa velocità spaziale media rispetto al Sole. Definito θ l'angolo tra la direzione radiale (ossia quella definita dalla linea di vista dell'osservatore) e la direzione della velocità v delle stelle, le componenti radiali v_r e tangenziali v_t delle loro velocità saranno:

$$v_r = v \cos \theta \quad v_t = v \sin \theta \quad (2.5)$$

La velocità radiale si misura dallo spostamento Doppler dello spettro stellare, la velocità tangenziale è invece legata al moto proprio μ : $v_t = r\mu$ dove r è la distanza della stella. Per cui:

$$r = \frac{v_t}{\mu} = \frac{v \sin \theta}{\mu} = \frac{v_r \tan \theta}{\mu} \quad (2.6)$$

Con questo metodo la distanza delle Iadi risulta essere di 40 pc. Da Terra sarebbe stato impossibile calcolarla con la parallasse trigonometrica in quanto supera il valore di soglia dei 30 pc.

Capitolo 3

Metodi indiretti

I metodi indiretti del calcolo delle distanze in astrofisica stimano la distanza di oggetti celesti usando relazioni fisiche o proprietà della luce invece di una relazione geometrica diretta. I metodi indiretti per la misura delle distanze in astrofisica si dividono in indicatori primari, applicabili fino a galassie vicine (entro $z=0.01$), e indicatori secondari, utilizzati su grandi distanze cosmologiche [12]. In questo capitolo sono trattati i seguenti metodi indiretti per il calcolo delle distanze:

- Indicatori primari:
 - Main sequence fitting;
 - Parallasse spettroscopica;
 - Cande Standard: Cefeidi e RR lyrae.
- Indicatori secondari:
 - Cande Standard: Supernove di tipo Ia;
 - Legge di Tully-Fisher;
 - Metodi per Galassie Ellittiche;
 - Legge di Hubble-Lemaitre

3.1 Indicatori primari

3.1.1 Main sequence fitting

Per stimare la distanza di ammassi più lontani delle Iadi si usa il metodo del main sequence fitting. Le sequenze principali degli ammassi aperti si trovano circa nella stessa sezione del diagramma HR¹ in quanto il materiale da cui si sono formati non è variato molto, cioè la loro composizione chimica è rimasta più o meno costante. Effettuando misure fotometriche in diverse bande, si ricava il coefficiente di estinzione A_V ² e l'indice

¹diagramma che mette in relazione la temperatura efficace e la luminosità delle stelle

²assorbimento e dispersione della radiazione elettromagnetica ad opera della materia che si trova tra l'oggetto celeste e l'osservatore

di colore intrinseco $(B - V)_0^3$. Dato che la maggior parte degli ammassi sono lontani da noi, è possibile considerare tutte le stelle membre alla stessa distanza. Il modulo di distanza è uguale a tutte le stelle dell'ammasso ed è pari a:

$$m_{V_0} - M_V = 5 \log_{10} \frac{r}{10pc} \quad (3.1)$$

dove r è la distanza delle stelle dell'ammasso, m_{V_0} è la magnitudine apparente di una stella in banda V corretta per l'estinzione data dalla relazione $m_{V_0} = m_V - A_V$ e M_V è la magnitudine assoluta di una stella. In un diagramma colore magnitudine, dove sull'asse x è riportato l'indice di colore intrinseco $(B - V)_0$ (oppure la temperatura effettiva), sull'asse y la magnitudine apparente m_{V_0} dell'ammasso incognito (cioè di cui dobbiamo misurare la distanza) e la magnitudine assoluta M_V di un ammasso di riferimento (di cui si conosce la distanza, già precedentemente calcolata anche con altri metodi, tipo quello della parallasse cinematica), il main sequence fitting consiste nel traslare il diagramma dell'ammasso incognito finché non coincide con la sequenza principale di quello di riferimento. Lo spostamento verticale necessario è proprio il segmento $m_{V_0} - M_V$, da cui si ricava la distanza dalla formula del modulo di distanza (3.1):

$$r = 10^{1 + \frac{m_{V_0} - M}{5}} pc \quad (3.2)$$

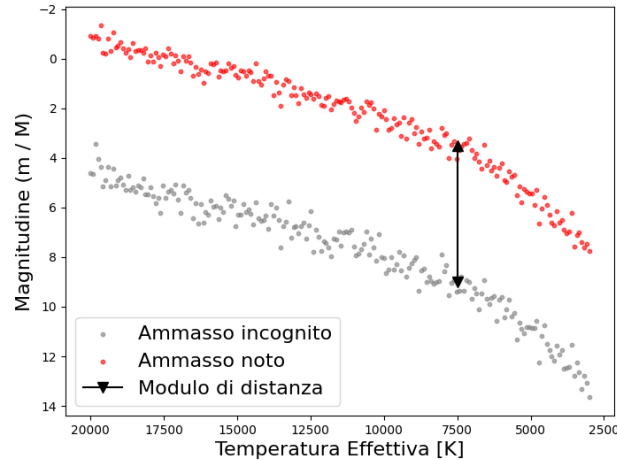


Figura 3.1: Fit di sequenza principale (immagine non acquisita da dati reali ma solo esplicativa del metodo di main sequence fitting)

3.1.2 Parallasse spettroscopica

Lo spettro di una stella ci può fornire diverse informazioni. La prima tra tutte è la temperatura superficiale che si determina dal tipo spettrale secondo la classificazione spettrale di Harvard dalle classi OBAFGKM.

³differenza tra le magnitudini apparenti in due bande diverse di uno stesso oggetto

La seconda informazione che si ricava è la gravità in quanto più è elevata, maggiore è la pressione atmosferica e maggiori pressioni producono righe più larghe. Poiché la gravità superficiale è inversamente proporzionale al quadrato del raggio della stella, essa consente di individuare la classe di luminosità espressa da un numero romano che va da I a V della classificazione spettrale di Yerkes. Con I si denotano le stelle con la gravità più bassa, le supergiganti, con V quelle con gravità più alta, le nane.

Nota la classe spettrale, si ricava la magnitudine assoluta della stella dal diagramma HR e, nota la magnitudine apparente, è possibile risalire alla distanza attraverso la formula del modulo di distanza, come riportato nell'equazione (3.2).

Tale metodo presenta delle incertezze, ma ha una grandissima importanza perché è applicabile a qualsiasi distanza, a patto che l'astro sia sufficientemente luminoso da poterne studiare lo spettro.

3.1.3 Cefeidi

Le Cefeidi sono stelle variabili di tipo spettrale A o F che risentono di significative variazioni di luminosità (di circa 1 magnitudine) che si verificano con regolarità. Si dividono in Cefeidi di popolazione I (dette classiche) che pulsano in un periodo che va dal giorno alle poche centinaia di giorni e sono traccianti di popolazioni stellari giovani, Cefeidi di popolazione II che pulsano dal giorno al centinaio di giorni e sono traccianti di popolazioni stellari vecchie, e Cefeidi anomale che pulsano in un periodo che va dalla dozzina di ore a pochi giorni.

Le Cefeidi sono definite candele standard in quanto sono oggetti per cui è possibile risalire alla loro luminosità o magnitudine assoluta tramite parametri osservativi.

Che le Cefeidi fossero buoni indicatori di distanza è stato scoperto circa un secolo fa. All'inizio del '900, infatti, l'unica variabilità periodica nota era quella dovuta all'occultamento reciproco delle stelle in sistemi binari, osservabile per via fotometrica o per via spettroscopica. La svolta avvenne grazie ad Henrietta Leavitt che, analizzando le lastre fotografiche delle Nubi di Magellano, notò che per 16 Cefeidi appartenenti alla Piccola Nube di Magellano esisteva una diretta correlazione periodo-magnitudine apparente. Essendo queste stelle situate tutte a circa la stessa distanza dalla Terra, la relazione era a tutti gli effetti una legge periodo-luminosità. Si notò, inoltre, che la curva di luce delle Cefeidi differiva da quelle tipiche delle binarie a eclisse, sollevando interrogativi sulla natura fisica del fenomeno (all'epoca non si era ipotizzato che le variazioni di luminosità derivassero da una pulsazione intrinseca della stella). Nel 1913 il chimico e astronomo danese Ejnar Hertzsprung tentò di calibrare la relazione individuata dalla Leavitt misurando la distanza di 13 Cefeidi tramite parallasse statistica, arrivando alla formulazione:

$$M = -2.78 \log_{10} P - 1.35 \quad (3.3)$$

Dopo aver calibrato la relazione, Hertzsprung stimò la distanza dalla piccola nube di Magellano essere di 10 kpc. Ad oggi sappiamo che tale valore era sottostimato di un fattore 6. Tale discrepanza è dovuta all'esistenza delle due distinte popolazioni di Cefeidi, caratterizzate dallo stesso periodo di variazione ma da luminosità diverse.

Infatti, a parità di periodo, le Cefeidi di popolazione I⁴ (ossia le classiche) sono più luminose di quelle di popolazione II⁵, per cui, attribuendo alle prime la luminosità delle seconde, i calcoli sulla distanza risultano sottostimati. All'epoca tale distinzione era sconosciuta: Hertzsprung aveva utilizzato, per la calibrazione, Cefeidi di popolazione II, meno luminose di quelle di popolazione I analizzate dalla Leavitt.

Ad oggi le Cefeidi sono molto utilizzate per calcolare le distanze. Dalle osservazioni si ricavano periodo e magnitudine apparente, dalla relazione periodo-luminosità si ricava la magnitudine assoluta e, note entrambe le magnitudini, si utilizza la formula del modulo di distanza (3.1).

3.1.4 RR-lyrae

Le RR-lyrae sono variabili meno luminose delle Cefeidi e più piccole per cui pulsano molto più velocemente delle prime, con periodi che vanno dalle 8 ore alle 24 ore. La loro variazione di luminosità non è quasi mai superiore ad un giorno. Hanno tutte la stessa età e la stessa massa e rappresentano la fase evolutiva in cui l'elio inizia ad essere bruciato nel nucleo. Sono chiamate variabili di ammasso in quanto si trovano spesso negli ammassi globulari⁶. A differenza delle Cefeidi, la loro magnitudine assoluta non dipende dal periodo di pulsazione ma dalla loro metallicità, anche se comunque rimane circa costante per stelle di questo tipo a $M_V = 0.6 \pm 0.3$. Per stimare la distanza da una stella RR lyrae è necessario misurare la magnitudine apparente, inclusiva della correzione dovuta all'assorbimento del mezzo interstellare, ed, essendo nota la magnitudine assoluta, applicare la formula del modulo di distanza.

3.2 Indicatori secondari

3.2.1 Supernove

Una supernova rappresenta l'ultimo stadio evolutivo di una stella o di un sistema binario, in cui l'oggetto esplode in maniera distruttiva. Le supernove si dividono in due gruppi principali attraverso una classificazione empirica basata sull'osservazione delle righe spettrali:

- supernove di tipo II: presentano righe dell'idrogeno
- supernove di tipo I: non presentano righe dell'idrogeno
 - supernove di tipo Ia: presentano righe di silicio
 - supernove di tipo Ib: presentano forti righe di elio
 - supernove di tipo Ic: non hanno righe di silicio ma neanche forti righe di elio

⁴stelle giovani rispetto all'età dell'universo

⁵stelle di età stimata di almeno 10 miliardi di anni

⁶ammasso sferoidale di stelle che orbita come un satellite attorno al centro della galassia

Le supernove di tipo Ia sono fenomeni associati ad un sistema binario, in cui una nana bianca accresce massa da una stella compagna. L'esplosione avviene quando la nana bianca raggiunge una massa prossima ad una massa limite, la massa di Chandrasekar ($1.44 M_{\odot}$). Essendo che le proprietà fisiche di questi oggetti sono relativamente omogenee, le supernove di tipo Ia presentano luminosità intrinseche simili, presentando una magnitudine assoluta $M_B \approx -19.1 \pm 0.3$.

Il metodo di calcolo delle distanze è il medesimo adottato per le Cefeidi: si osserva la magnitudine apparente ed è nota la magnitudine assoluta. La distanza si ottiene applicando la formula del modulo di distanza (3.1). Esistono delle variazioni e non tutte le supernove Ia hanno la stessa identica magnitudine assoluta, ma le curve di luce hanno una forma molto simile, per cui quelle più luminose hanno una curva che decresce più lentamente. Col tempo è stato possibile standardizzare la relazione e usare le supernove di tipo Ia come indicatori di distanza.

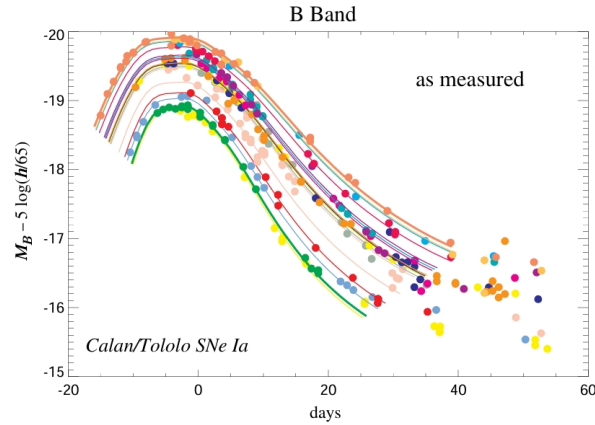


Figura 3.2: Curve di luce prima della standardizzazione [14].

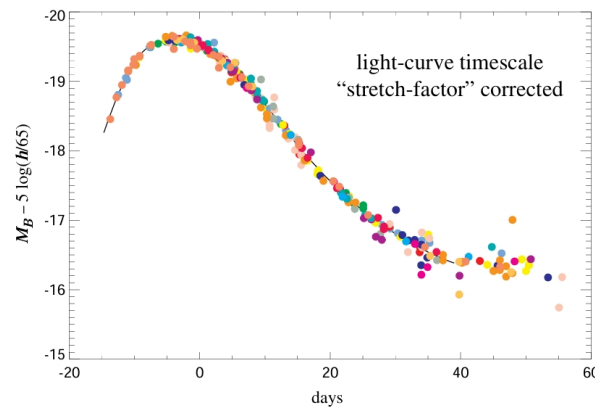


Figura 3.3: Curve di luce standardizzate [14].

Da uno studio condotto nel 2015 è emerso un dettaglio rilevante. Le osservazioni nell'ultravioletto condotte con il telescopio Swift della NASA da un gruppo di astronomi

guidati da Peter Milne dell'Università dell'Arizona, hanno evidenziato differenze inattese tra le supernove analizzate. Tali discrepanze si manifestano come spostamenti spettrali verso il rosso o verso il blu, non rilevabili con la sola osservazione nel visibile, mettendo in discussione la definizione delle supernove come candele standard.

Gli astronomi utilizzano ancora le supernove come indicatori di distanza, sono state però affinate le tecniche di calibrazione, distinguendo le supernove a seconda dei loro spostamenti spettrali, in maniera tale da applicare la giusta calibrazione a seconda del gruppo di appartenenza.

3.2.2 Galassie a spirale: legge di Tully-Fisher

La legge di Tully-Fisher viene applicata alle galassie a spirale, in cui l'idrogeno neutro (HI) è molto abbondante. Questo gas si concentra soprattutto nel disco e nei bracci di queste galassie, rappresentando la fonte principale di energia per i processi di formazione stellare. Allontanandosi dal centro galattico, la velocità di rotazione dell'HI aumenta rapidamente fino a raggiungere un valore costante a grandi distanze dal nucleo.

Formulata nel 1977 da R. Brent Tully e J. Richard Fisher, la relazione di Tully-Fisher è una legge empirica che lega la luminosità di una galassia a spirale alla velocità di rotazione dell'idrogeno neutro [16]:

$$L \propto v_{HI}^4 \quad (3.4)$$

L'esponente della relazione è approssimativamente uguale a 4, in quanto presenta lievi variazioni in funzione delle proprietà specifiche delle singole galassie. Inoltre la relazione presenta una dispersione intrinseca di circa il 40%.

La velocità del gas viene ricavata misurando lo spostamento Doppler della riga a 21 cm dell'HI. Attraverso questa misura si ricava la luminosità dalla relazione precedentemente scritta. Essendo possibile misurare il flusso della radiazione F , si ricava la distanza della galassia a spirale dalla relazione:

$$D = \sqrt{\frac{L}{4\pi F}} \quad (3.5)$$

dove L è la luminosità.

3.2.3 Metodi per le galassie ellittiche

Per le galassie ellittiche esistono diverse leggi che permettono il calcolo delle distanze:

- Legge di Faber-Jackson
- Legge di Kormendy
- Legge $Dn - \sigma$

Legge di Faber-Jackson

L'equivalente per le galassie ellittiche della Tully-Fisher è la Legge di Faber-Jackson. Presentata nel 1976 dagli astronomi Sandra M. Faber e Robert Earl Jackson, è una legge empirica che lega la luminosità L di una galassia ellittica alla dispersione di velocità σ . La relazione può essere matematicamente espressa come:

$$L \propto \sigma^4 \quad (3.6)$$

Come già visto per la Tully-Fisher, l'esponente è approssimativamente uguale a 4 e la relazione presenta una dispersione intrinseca di circa il 40% [16].

Nota la luminosità L e, osservando il flusso di radiazione F , si ricava la distanza D della galassia con la formula (3.5).

Legge di Kormendy

Presentata nel 1977 da John Kormendy nella sua tesi di dottorato, la legge di Kormendy lega la luminosità di una galassia ellittica al suo raggio effettivo⁷ [16]. La relazione può essere matematicamente espressa come:

$$L \propto R_e^a \quad (3.7)$$

dove $a \approx 1$.

Scritta in questo modo però non permette di calcolare le distanze in quanto si può misurare il raggio effettivo solo in arcosecondi, e per convertirlo in kpc è necessario conoscere la distanza. Può essere riscritta in maniera diversa:

$$\frac{L}{R_e^2} \propto \frac{R_e^1}{R_e^2} \rightarrow \frac{Ld^2}{R_e^2 d^2} = \frac{L}{\frac{R_e^2}{d^2} d^2} \approx \frac{F}{R_e^2 [arcsec]} \quad (3.8)$$

In questo modo al primo membro c'è la brillantezza superficiale che non dipende dalla distanza e il raggio effettivo che si misura in arcosecondi. Da qui si ottiene il raggio effettivo in kiloparsec e quindi la distanza:

$$R_e[kpc] = R_e[arcsec] d \quad (3.9)$$

Dn- σ

Presentata nel 1987 da un gruppo di astronomi guidati da Alan Dressler, è una legge che lega D_n , ossia il diametro dell'isofota all'interno della quale la brillantezza superficiale media è pari a $20.75 \text{ } B \text{ mag arcsec}^{-2}$, alla dispersione di velocità σ [17], secondo la relazione:

$$D_n \propto \sigma^{1.3} \quad (3.10)$$

Dalla dispersione di velocità, ricavabile tramite spettroscopia, si ricava D_n in kiloparsec e, misurando il diametro angolare θ in arcosecondi, si ricava la distanza della galassia d in quanto $d = \frac{D_n}{\theta}$.

⁷raggio della proiezione della galassia ellittica in cui è contenuta metà della luminosità totale

3.2.4 Legge di Hubble-Lemaître

La legge di Hubble-Lemaître permette di calcolare la distanza di galassie lontane basandosi sulla loro velocità di recessione⁸.

Nel 1929 Edwin Hubble pubblicò sulla rivista PNAS l'articolo "A relation between distance and radial velocity among extra-galactic nebulae" [18]. In esso Hubble osservò che le galassie si allontanano da noi con una velocità proporzionale alla loro distanza: le galassie più lontane si allontanano più velocemente di quelle più vicine. Il grafico da lui rappresentato mostra proprio la relazione lineare tra distanza e velocità.

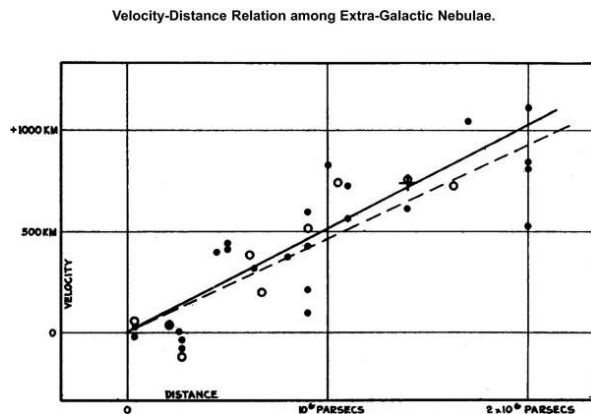


Figura 3.4: Relazione Velocità-distanza di nebulose extra-galattiche [18]

Dal grafico si ricava che

$$v = H_0 \times d \quad (3.11)$$

dove v è la velocità di recessione delle galassie, H_0 è la costante di Hubble che rappresenta il tasso di espansione cosmica causata dall'allungamento dello spazio tempo stesso e che vale 70 km/s/Mpc, e d è la distanza.

Nel grafico tracciato da Hubble, sull'asse x c'è la distanza delle galassie (ottenuta sfruttando la magnitudine apparente delle singole stelle per le galassie più vicine e la luminosità galattica per le galassie più lontane), sull'asse y c'è la velocità delle galassie espressa in km/s (misurata attraverso il redshift e corretta sottraendo il moto del Sole attorno alla Via Lattea). La riga nera è la retta di best-fit, i cerchi dal bordo nero sono nebulose vicine combinate in gruppi, i pallini neri sono le singole nebulose, la croce invece rappresenta la velocità media di 22 nebulose di cui risultava complesso definire la distanza singolarmente.

Hubble non era stato il primo ad avere compreso tale relazione, infatti esistono degli articoli precedenti al suo, come quello di Lemaître, che hanno gettato le basi teoriche per tale legge. È stato però quello di Hubble il lavoro definitivo che ha convinto la comunità scientifica dell'esistenza della relazione.

Nel 2018 l'Unione Astronomica Internazionale ha deciso di nominare la legge come di Hubble-Lemaître per rendere giustizia alla priorità teorica di Lemaître.

⁸velocità con cui una galassia si allontana da un osservatore

Bibliografia

- [1] M. E. M. Moresco, A. Cimatti, *Appunti del corso di "Astronomia"*, 2024
- [2] A. Cimatti, P. Focardi, *Fondamenti di Astronomia* 2023
- [3] P. Tempesti *Storia dell'unità astronomica*, 1979
- [4] C. Elidoro *La distanza del Sole*, 2009
- [5] A. Van Helden Capitolo 11 "The micrometer from Huygens to Flamsteed" in *Measuring the Universe, Cosmic Dimension from Aristarchus to Halley*, 1985
- [6] Butrica, Andrew J, Capitolo 2 "Frickle Venus" in *To see the unseen- A History of Planetary Radar Astronomy*, 1996
- [7] Jeremy Shears *The Birth of Radar Meteor Astronomy at Jodrell Bank: The Collaboration between Bernard Lovell and Manning Prentice*, 2026
- [8] INAF *Parallasse annua*
- [9] F. R. Ferraro *Appunti del corso di "Astrofisica Stellare"*, 2025
- [10] Treccani *Enciclopedia Treccani, Stelle*
- [11] M. Brusa *Appunti del corso di "Storia dell'Astronomia"*, 2026
- [12] A. C. Alfano *Parametrizzazione della distanza di luminosità: serie di Taylor vs Serie di Padè*, 2020
- [13] G.Bono, V.F. Braga, A. Pietrinferni *Cepheid as distance indicators and stellar tracers*, 2024
- [14] J. G. Bellido *Cosmology and astrophysics*, 2005
- [15] Peter A. Milne, Ryan J. Foley, Peter J. Brown, and Gautham Narayan *The changing fractions of type Ia supernova Nuv-optical subclasses with redshift*, 2015
- [16] L. Ciotti *Appunti del corso di "Astrofisica Extragalattica"*, 2026
- [17] S. Phillips *On the $D_n - \sigma$ relation for elliptical galaxies*, 1988
- [18] Neta A. Banchall *Hubble's Law and the expanding universe*, 2015