

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:
Agnese Triozzi

Relatore:
**Chiar.ma Prof.ssa
Marcella Brusa**

Appello III
Anno Accademico 2023-2024

*If you wish to make an apple pie from scratch, you
must first invent the Universe.*
-Carl Sagan

Indice

1	Introduzione	1
2	Scala delle distanze cosmiche	3
2.1	Indicatori geometrici	3
2.1.1	Astronomia radar	3
2.1.2	Parallasse	3
2.2	Indicatori primari	5
2.2.1	Parallasse spettroscopica	5
2.2.2	Stelle variabili	6
2.2.3	Fit di sequenza principale	7
2.3	Indicatori secondari	7
2.3.1	Supernovae	7
2.3.2	Relazione di Tully-Fisher	8
2.3.3	La legge di Hubble e il redshift cosmologico	9
3	I telescopi e la misura delle distanze	11
3.1	I telescopi terrestri	11
3.2	Missioni spaziali	12
3.3	Hubble e l'era spaziale	13
3.4	Il telescopio James Webb	14
4	Conclusioni	15

Capitolo 1

Introduzione

Misurare le distanze in astrofisica richiede l'applicazione di tecniche diverse a seconda della natura dell'oggetto osservato. Questo insieme di metodologie è noto come la **scala delle distanze cosmiche**, un termine che riflette efficacemente la sua struttura: ogni tecnica rappresenta un gradino che si basa su quelli precedenti, ereditandone sia l'accuratezza che le incertezze, in un processo di calibrazione progressiva.

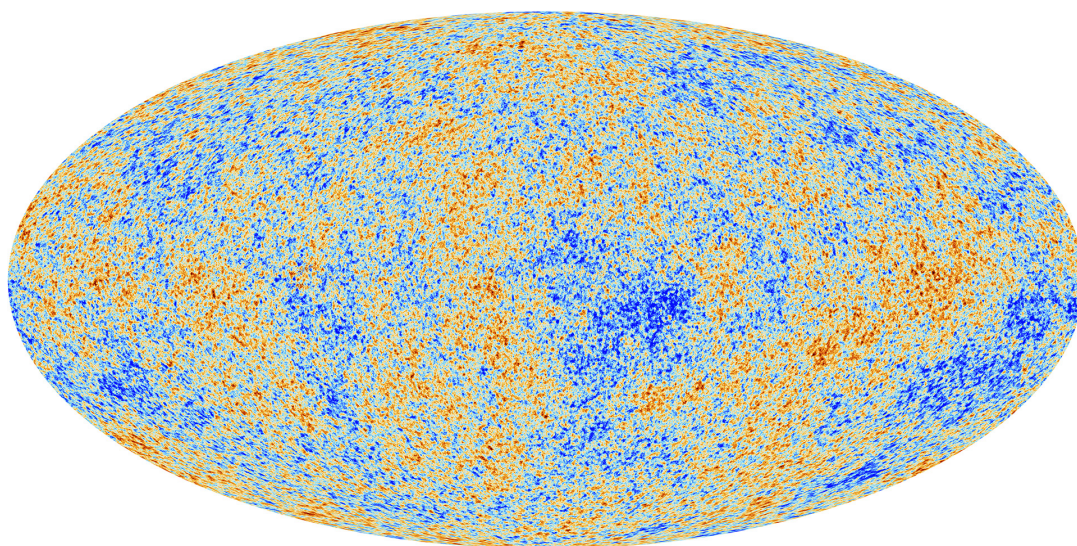


Figura 1.1: La CMB (Radiazione Cosmica di Fondo)—il limite dell'universo osservabile.
FONTE: ESA, Planck Collaboration.

In generale, gli indicatori vengono suddivisi in tre categorie in base al metodo di calibrazione: geometrici, primari e secondari.

- Per oggetti relativamente vicini, come le stelle all'interno della Via Lattea, possiamo misurare distanze che vanno da alcune decine di parsec fino a qualche migliaio utilizzando gli **indicatori geometrici** (*Sezione 2.1*).
- A distanze maggiori, come quelle delle galassie vicine, si impiegano gli **indicatori secondari** (*Sezione 2.2*), estendendo il campo di osservazione fino a decine di megaparsec.

- Infine, è solo grazie agli **indicatori terziari**(*Sezione 2.3*) che si è in grado di osservare oggetti a distanze dell'ordine di $z \approx 14$ [4].

Così come per misurare le distanze cosmiche si rende necessaria una varietà di tecniche complementari, anche l'osservazione dell'universo richiede strumenti specifici e mirati. La limitazione principale dei telescopi terrestri, dovuta all'interferenza dell'atmosfera terrestre, ha spinto la comunità scientifica a sviluppare osservatori spaziali in grado di superare tali vincoli ¹.

Il lancio dell'**Hubble Space Telescope** nell'aprile del 1990 ha rappresentato una pietra miliare in questo progresso tecnologico. Nonostante iniziali difficoltà tecniche², Hubble ha rivoluzionato l'astrofisica, restituendo immagini straordinariamente nitide e dettagliate dell'universo.

Dopo oltre tre decenni di successi, l'evoluzione delle esigenze scientifiche e il desiderio di spingersi sempre più lontano, hanno portato alla nascita di una nuova generazione di telescopi spaziali. Tra questi, il **James Webb Space Telescope**, ottimizzato per l'osservazione dell'infrarosso, ha segnato un ulteriore passo avanti, aprendo la strada a scoperte senza precedenti sulle epoche più remote e oscure della storia cosmica.

¹L'effetto complessivo consiste in un'attenuazione della radiazione che raggiunge la superficie terrestre rispetto a quella emessa dalla sorgente, causata dalla presenza di particelle nell'atmosfera terrestre, come atomi, molecole, gocce d'acqua, granelli di polvere e altre.

²Nel primo anno di operazioni, il telescopio spaziale Hubble (HST) soffrì di un grave difetto ottico: il suo specchio primario parabolico era stato lucidato con un errore di forma di 2,2 micrometri, causando aberrazioni sferiche che rendevano le immagini sfocate. Il problema fu risolto nel 1993 con la missione di manutenzione STS-61, durante la quale venne installato un sistema correttivo chiamato COSTAR.

Capitolo 2

Scala delle distanze cosmiche

2.1 Indicatori geometrici

Questi indicatori si basano su misure dirette, rendendoli indipendenti da processi di calibrazione basati su altri metodi. Sono particolarmente affidabili per distanze relativamente vicine, tipicamente entro alcuni kpc.

2.1.1 Astronomia radar

Per quantificare le distanze all'interno del *sistema solare*, un'unità fondamentale è la distanza media tra la Terra e il Sole, definita come **Unità Astronomica (A.U.)**.

Questa misura, che costituisce la base per le distanze astronomiche, è stata inizialmente determinata tramite l'**astronomia radar**, che si basa sull'invio di un segnale radio verso un oggetto celeste e sulla misurazione del tempo che il segnale impiega per fare il tragitto di andata e ritorno, dopo essere stato riflesso dall'oggetto stesso. In particolare, il radar viene utilizzato per misurare la distanza Terra-Venere durante il transito del pianeta, ossia quando Venere passa davanti al Sole rispetto alla linea di vista dalla Terra. Successivamente, attraverso calcoli geometrici, è possibile determinare la distanza Terra-Sole.

Ad oggi, l'unità astronomica è stata fissata al valore ¹

$$1 \text{ A.U.} = 149,597,870,707 \text{ m} \quad (2.1)$$

2.1.2 Parallasse

La parallasse è l'apparente spostamento della posizione relativa di un oggetto distante, causato da una variazione nella posizione dell'osservatore. Questo fenomeno è solitamente descritto dall'**angolo** (π) corrispondente al semiasse maggiore dell'ellisse tracciata dal moto apparente dell'oggetto.

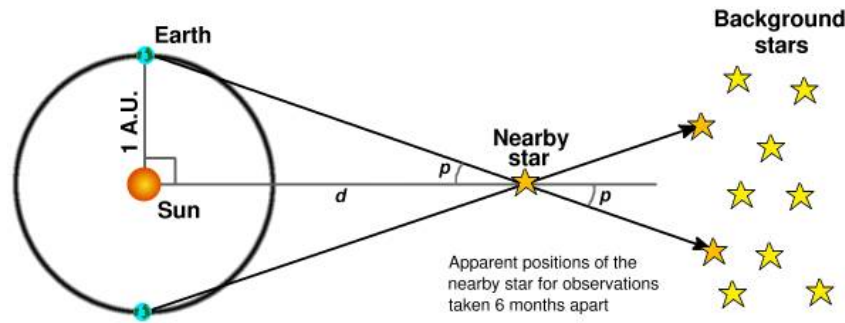


Figura 2.1: L'immagine illustra il metodo della parallasse per determinare la distanza di una stella vicina. FONTE: INAF

Parallasse stellare annua

Quando l'oggetto osservato è una stella, il fenomeno prende il nome di **parallasse annua**, ossia la differenza tra la posizione apparente della stella in un sistema di riferimento geocentrico e quella in un sistema eliocentrico. A causa del moto di rivoluzione della Terra attorno al Sole, la posizione apparente della stella descrive una piccola ellisse nel cielo, il cui centro corrisponde alla posizione geocentrica dell'oggetto.

L'angolo π , corrispondente al semiasse maggiore a dell'ellisse, è dato dalla relazione:

$$\pi = \frac{A.U.}{r \cdot rad} \quad (2.2)$$

dove si assume che l'orbita terrestre sia circolare con raggio pari a $1A.U.$. È possibile calcolare il valore di r misurando π per un dato corpo celeste. Minore è la distanza dell'oggetto, maggiore sarà il valore di π , rendendo così più semplice stimare la distanza r .

In astrofisica, la parallasse non viene espressa in radianti, ma in **arcosecondi** ($''$), utilizzando la conversione:

$$1, rad = 206265, arcsec = 206265'' \quad (2.3)$$

Questo permette di introdurre una fondamentale unità di misura delle distanze cosmiche, il **parsec (pc)**. Il parsec è definito come la distanza a cui il semiasse maggiore dell'orbita terrestre (pari a $1A.U.$) sottende un angolo di $1''$. La relazione corrispondente è:

$$1pc = 3,086 \times 10^{16}m = 3.2615 \text{ anni luce} \quad (2.4)$$

Parallasse secolare

La parallasse secolare è una variazione apparente nella posizione di un astro dovuta al moto del sistema solare rispetto alle stelle del suo intorno galattico. Questo

¹Nel 2012, l'Unione Astronomica Internazionale (IAU) ha deciso di definire ufficialmente l'Unità Astronomica (A.U.) come una distanza fissa.

effetto è causato dalla velocità del Sole (e di conseguenza del sistema solare) intorno al centro della Via Lattea, combinata con la grande distanza delle stelle rispetto al sistema solare.

A differenza della parallasse annua, che dipende dal moto orbitale della Terra intorno al Sole e che produce un'ellisse apparente nel cielo, la parallasse secolare è un effetto molto più lento, osservabile solo su scale temporali di decenni o secoli. Questo perché riflette il movimento del sistema solare rispetto al **sistema di riferimento galattico locale**.

L'angolo di parallasse secolare, π_{sec} , può essere calcolato approssimativamente considerando la velocità del sistema solare v_{SS} e la distanza r della stella osservata, secondo la relazione:

$$\pi_{sec} \approx \frac{v_{SS}}{r \cdot c}, \quad (2.5)$$

dove c è la velocità della luce, e v_{SS} è espressa tipicamente in unità di km/s. Il valore di v_{SS} è stimato intorno a 220 km/s per il movimento orbitale del Sole nella Via Lattea.

2.2 Indicatori primari

La loro applicazione dipende dalla calibrazione fornita dagli indicatori geometrici. Permettono di estendere la scala delle distanze fino a decine di megaparsec, sfruttando relazioni empiriche tra proprietà intrinseche e osservabili degli oggetti celesti.

2.2.1 Parallasse spettroscopica

Questo metodo utilizza le caratteristiche delle linee spettrali per determinare la posizione della stella nel diagramma **Hertzsprung-Russell (HR)**. Dallo spettro si possono derivare due parametri fondamentali: il *tipo spettrale*, che dipende dalla temperatura superficiale e determina la posizione sull'asse orizzontale del diagramma HR, e la *classe di luminosità*, che identifica la posizione sull'asse verticale in base all'allargamento delle righe spettrali.

L'allargamento delle linee è legato alla gravità superficiale della stella: stelle più dense, come le nane di sequenza principale (classe V), mostrano righe più larghe, mentre stelle meno dense, come le giganti (classe III) o supergiganti (classe I), hanno righe più sottili. Intersecando queste informazioni, è possibile ricavare la **magnitudine assoluta** della stella (M). Confrontandola con la **magnitudine apparente** osservata (m), si può applicare la relazione del *modulo di distanza*:

$$\mu = m - M = 5 \log_{10}(d) - 5 \quad (2.6)$$

per calcolare la distanza d :

$$d = 10^{0.2\mu+1} \quad (2.7)$$

Tuttavia, questo metodo è soggetto a errori, specialmente per singole stelle, e diventa più affidabile su campioni statisticamente significativi. Il limite di utilizzo è imposto dalla necessità di spettri ben misurabili, che al momento restringe l'applicabilità a distanze inferiori a 10 kpc.

2.2.2 Stelle variabili

Le **stelle variabili** sono oggetti celesti la cui luminosità apparente varia nel tempo, principalmente per processi intrinseci legati alla loro struttura. In particolare, alcune classi di stelle, come le **Cefeidi** e le **RR Lyrae**, mostrano variazioni di luminosità periodiche che riflettono cambiamenti ciclici negli strati esterni della stella, definite *curve di luce*. (Fig. 2.3)

La relazione periodo-luminosità (Fig. 2.2) stabilisce un legame diretto tra il *periodo di pulsazione* di una stella variabile e la sua *luminosità assoluta* M . In particolare, la relazione per le *Cefeidi* può essere espressa come:

$$M = \alpha \log_{10}(P) + \beta \quad (2.8)$$

dove M è la magnitudine assoluta della stella, P è il periodo di pulsazione in giorni, α e β sono costanti empiriche che dipendono dalla classe spettrale della stella.

La distanza di una stella variabile viene quindi calcolata confrontando la sua **magnitudine apparente** m , misurata attraverso osservazioni astronomiche, con la **magnitudine assoluta** M dedotta dalla relazione periodo-luminosità (eq. 2.8). Il calcolo si basa sull'espressione del *modulo di distanza* (eq. 2.6) per ricavare la distanza d (eq. 2.7).

La precisione di questa metodologia dipende dalla calibrazione della relazione periodo-luminosità, spesso effettuata utilizzando stelle la cui distanza è stata determinata tramite metodi indipendenti, come la parallasse.

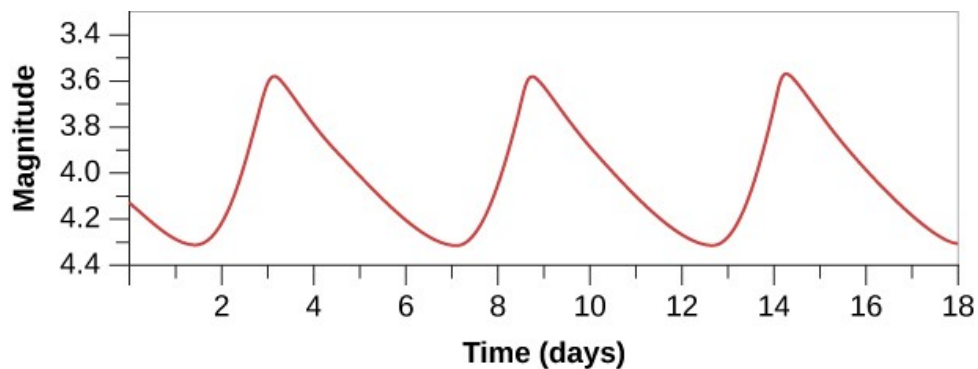


Figura 2.3: Curva di luce classica di una stella cefeide. sull'asse delle x si può notare come il periodo sia dell'ordine di alcuni giorni, mentre per stelle come le *RR Lyrae* si osserverebbe un periodo molto più breve. FONTE. lumenlearning

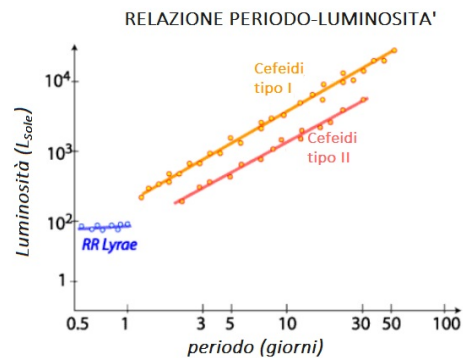


Figura 2.2: relazioni Periodo-Luminosità delle stelle cefeidi (tipo I e tipo II) e delle RR-lyrae

FONTE: Astronomical notes

2.2.3 Fit di sequenza principale

Il **metodo della sequenza principale** si basa sul confronto tra la sequenza principale osservata di un insieme di stelle e una sequenza di riferimento ben calibrata, solitamente ricavata da ammassi stellari vicini le cui distanze sono note grazie a indicatori geometrici.

L'idea centrale del metodo è misurare quanto la sequenza principale osservata sia "spostata" rispetto a quella di riferimento in termini di magnitudine apparente. Tale differenza è il *modulo di distanza* (2.6), attraverso il quale è possibile calcolare la distanza effettiva del sistema, sfruttando il fatto che la relazione tra colore e magnitudine nella sequenza principale è ben definita e relativamente universale per stelle con *composizione chimica* simile. Infatti, una variazione nella composizione chimica delle stelle, in particolare nella **metallicità**, può spostare la loro posizione nel diagramma colore-magnitudine rispetto alla sequenza principale di riferimento, introducendo incertezze.

Inoltre, l'estinzione², dovuta alla presenza di polveri lungo la linea di vista, attenua e modifica il colore apparente delle stelle, rendendo necessarie correzioni accurate per ottenere misure affidabili.

2.3 Indicatori secondari

Questi metodi, derivati dalle informazioni fornite sia dagli indicatori geometrici che da quelli primari, consentono di esplorare distanze su scala cosmologica. Sono fondamentali per lo studio della struttura su larga scala dell'Universo e dell'espansione cosmica.

2.3.1 Supernovae

Le **supernovae** sono esplosioni violente che segnano la fase finale dell'evoluzione di una stella. Si classificano in diversi tipi (Ia, Ib, Ic, II) in base alle righe spettrali, ma una distinzione fondamentale è nel meccanismo che le genera: *termonucleare* per stelle con massa $M < 8M_{\odot}$ e *core collapse* per $M > 8M_{\odot}$.

²L'estinzione in astrofisica è il fenomeno per cui la luce emessa da una sorgente celeste viene attenuata a causa dell'assorbimento e della dispersione da parte delle polveri e dei gas interstellari.

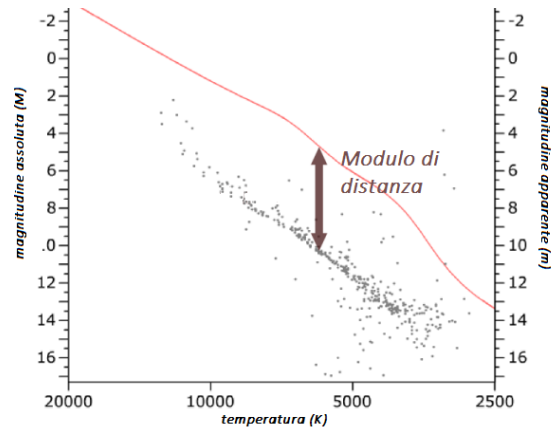


Figura 2.4: La differenza tra la magnitudine apparente dell'ammasso e la magnitudine assoluta della linea della sequenza principale è il modulo di distanza utilizzato nella tecnica di adattamento della sequenza principale.

FONTE: UNL Astronomy

Supernovae di Tipo Ia

Le **supernovae di tipo Ia** sono l'unico tipo generato da processi termonucleari. Si verificano in sistemi binari in cui una *nana bianca* accresce massa dalla stella compagna o in seguito alla fusione di due nane bianche. Quando la massa della nana bianca supera il limite di **Chandrasekar** ($1.44M_{\odot}$), la pressione di degenerazione degli elettroni non è più sufficiente a mantenere l'equilibrio idrostatico, e il collasso porta all'innesco di reazioni termonucleari che distruggono completamente la stella.[5]

Questo tipo di supernovae ha caratteristiche uniformi: la massa e la composizione chimica dell'oggetto progenitore sono ben definite, rendendo il *picco di luminosità assoluta* prevedibile. Il valore massimo di magnitudine assoluta (M_{\max}) si calcola come:

$$M_{\max} = a + b\Delta m_{15}(B)$$

dove $\Delta m_{15}(B)$ rappresenta la variazione di magnitudine nei primi 15 giorni dal picco, e i parametri a e b dipendono dalla banda osservativa. Confrontando questa luminosità assoluta con quella apparente, è possibile stimare la distanza utilizzando il modulo di distanza (eq. 2.6).

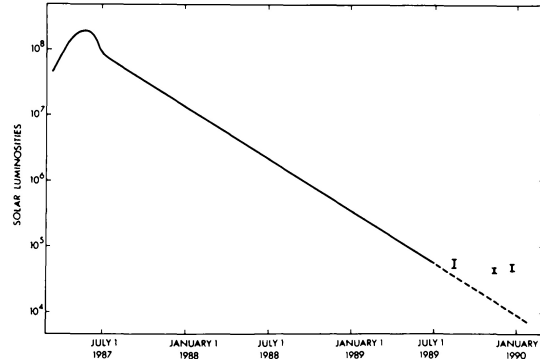


Figura 2.5: Questo grafico mostra la "curva di luce" della Supernova 1987A nella Grande Nube di Magellano, ossia la variazione della luminosità nel tempo. FONTE: ESO

2.3.2 Relazione di Tully-Fisher

Questa correlazione empirica lega la **luminosità** intrinseca di una galassia a spirale alla **velocità di rotazione** massima del suo disco. In termini matematici, tale rapporto può essere espresso come:

$$L \propto v_{\text{rot}}^n \quad (2.9)$$

dove L è la luminosità intrinseca della galassia, v_{rot} è la velocità di rotazione misurata, e n è un esponente che dipende dalla banda spettrale in cui si osserva la luminosità.

In pratica, si misura v_{rot} attraverso l'allargamento delle linee di emissione³ o di assorbimento, si determina la luminosità assoluta della galassia (L) e successivamente si può confrontare con la luminosità apparente osservata, così da calcolare il *modulo di distanza* (eq. 2.6) da utilizzare nel calcolo della distanza (eq. 2.7).

La **Tully-fisher** è soggetta a una dispersione non indifferente (anche del 40%), dovuta principalmente alle morfologie (proprietà, struttura degli aloni di materia oscura) delle galassie in studio.

³Come ad esempio l'emissione a 21 cm dell'idrogeno

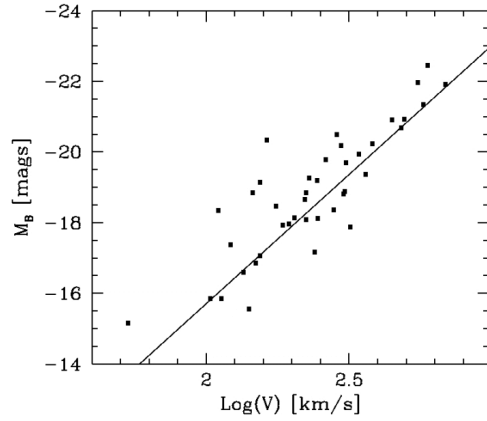


Figura 2.6: Relazione di Tully-Fisher delle galassie a spirale. FONTE: Scarpa, Riccardo[11]

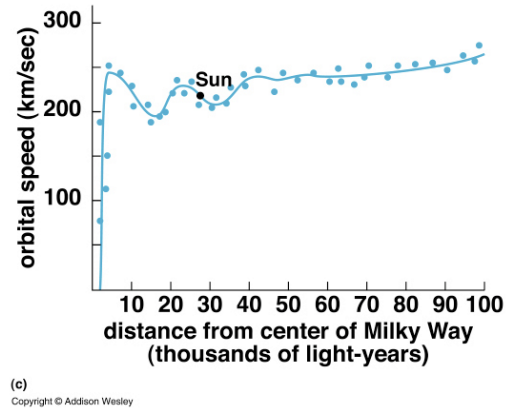


Figura 2.7: Curva di rotazione della Via Lattea. FONTE. Addison Wesley

2.3.3 La legge di Hubble e il redshift cosmologico

In un universo in espansione, come descritto dal modello del Big Bang, le galassie si **allontanano** l'una dall'altra con una velocità proporzionale alla loro distanza, fenomeno descritto dalla **legge di Hubble-Lemaître**:

$$v = H_0 d \quad (2.10)$$

dove v è la velocità di recessione, H_0 è la costante di Hubble, e d è la distanza. Questo fenomeno porta a uno spostamento verso il rosso (**redshift**) della lunghezza d'onda di emissione, che viene osservata come:

$$\lambda_{\text{oss}} = \lambda_{\text{em}}(1 + z)$$

dove λ_{oss} e λ_{em} sono rispettivamente la lunghezza d'onda osservata e quella emessa dalla sorgente. Per velocità non relativistiche, dal redshift z è possibile ottenere la velocità radiale

$$z = \frac{v_r}{c}, \quad v_r = zc \quad (2.11)$$

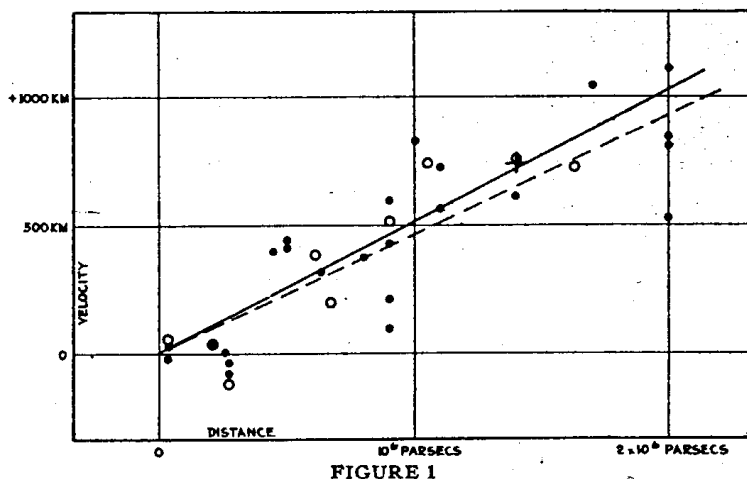


Figura 2.8: : Grafico originale ottenuto da Hubble che mostra la legge di espansione dell'Universo. FONTE: Hubble, articolo del 1929

Analizzando lo spettro di un oggetto, è possibile determinarne il redshift z , da cui si ricava la velocità radiale v_r . Utilizzando poi la relazione di Hubble (eq 2.10), è possibile stimare la distanza d . Tuttavia, questa stima è soggetta a incertezze legate al valore di H_0^4 .

Distanza propria e comovente

Quando si parla di distanze cosmologiche, è essenziale comprendere il concetto di distanza in un contesto in cui l'espansione dell'Universo gioca un ruolo fondamentale. Secondo la legge di *Hubble-Lemaître*, le galassie si allontanano le une dalle altre a causa dell'espansione dello spazio stesso, il che implica che la distanza tra due oggetti non è statica, ma cambia nel tempo. In cosmologia, si distingue tra **distanza propria** e **distanza comovente**[7].

La **distanza propria** è la distanza che esisterebbe tra due oggetti in un determinato istante di tempo, come se potessimo misurarla con un "metro" che rimane fermo rispetto all'espansione dell'Universo. D'altra parte, la **distanza comovente** tiene conto dell'espansione del cosmo, cioè la distanza che, se misurata nel tempo, cambia in base alla *velocità di espansione* dello spazio stesso.

Per oggetti lontani, cioè ad **alti redshift**, questa differenza è significativa. Tuttavia, per oggetti a **bassi redshift**, cioè per distanze relativamente contenute, l'effetto dell'espansione può essere trascurato senza compromettere la precisione delle misurazioni.

Questo tema è cruciale in cosmologia, ma la sua trattazione completa richiede una comprensione approfondita della relatività generale e della struttura dinamica dell'Universo.

⁴vedi appendice A.1

Capitolo 3

I telescopi e la misura delle distanze

Fino all'inizio del XX secolo, le osservazioni astronomiche erano limitate alla **banda ottica**, utilizzando strumenti rudimentali come i telescopi rifrattori, e l'occhio umano era il principale rivelatore. Con l'avvento di tecnologie più sofisticate, come i telescopi riflettori e i rivelatori elettronici, è stato possibile ampliare il campo di osservazione a tutto lo spettro elettromagnetico, coprendo oggi più di 10 ordini di grandezza in lunghezza d'onda. Questo sviluppo ha permesso di raccogliere radiazioni che l'occhio umano non può percepire e di osservare fenomeni inaccessibili in precedenza, migliorando significativamente la misura delle distanze cosmiche.

3.1 I telescopi terrestri

Un telescopio, in senso ampio, è qualsiasi strumento progettato per raccogliere radiazioni provenienti dallo spazio.

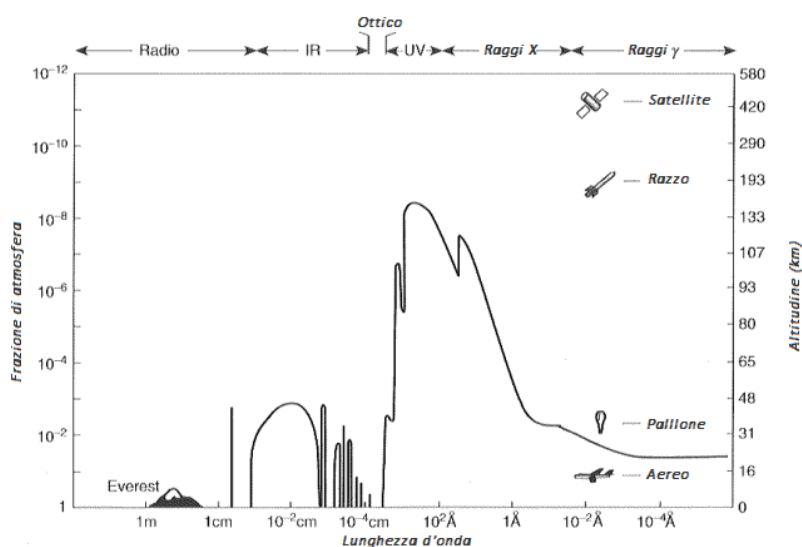


Figura 3.1: L'immagine mostra l'assorbimento dell'atmosfera terrestre in funzione della lunghezza d'onda della radiazione elettromagnetica. Sull'asse orizzontale è rappresentata la lunghezza d'onda. L'asse verticale a sinistra indica la frazione di atmosfera che assorbe la radiazione, mentre quello a destra indica l'altitudine (in km).

Tipicamente, esso concentra la luce tramite uno specchio o un'antenna, la elabora attraverso filtri o spettrografi e la trasmette a un rivelatore, come un CCD, un radiometro o una camera a scintillazione. Le caratteristiche principali di un telescopio includono la sua **area efficace** (la superficie equivalente che raccoglie la radiazione), la **risoluzione angolare** (che definisce il dettaglio con cui può distinguere oggetti vicini) e la **risoluzione spettrale** (la capacità di distinguere lunghezze d'onda specifiche). L'atmosfera terrestre pone però limiti significativi all'osservazione. La maggior parte delle radiazioni extraterrestri è assorbita prima di raggiungere la superficie, lasciando aperte solo due principali "finestre" di trasparenza: quella **ottica**, compresa tra 400 e 700 nm, e quella **radio**, per lunghezze d'onda superiori a pochi millimetri. Piccole finestre si trovano nel vicino infrarosso (**NIR**) e nel sub-millimetrico (**sub-mm**), ma l'osservazione nelle bande infrarosse più lontane e nell'ultravioletto è praticamente impossibile da terra, così come nel dominio dei raggi X e gamma. (Fig.3.1)

Per superare le limitazioni imposte dall'atmosfera terrestre, sono stati sviluppati due principali approcci: l'**ottica adattiva**[10] e le **missioni spaziali**.

L'**ottica adattiva**, utilizzata nei telescopi di terra, corregge in tempo reale gli effetti della turbolenza atmosferica, sfruttando immagini di stelle brillanti nel campo di osservazione. Ad esempio, il **Very Large Telescope (VLT)**, situato nel deserto di Atacama in Cile, utilizza regolarmente l'ottica adattiva (ESO,2018) per ottenere osservazioni di altissima precisione nel vicino infrarosso (**NIR**).

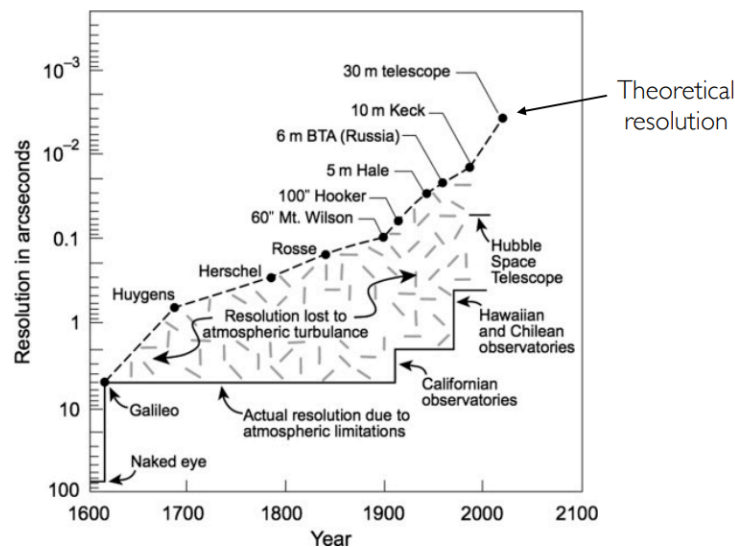


Figura 3.2: Figura che illustra l'evoluzione della risoluzione dai primi telescopi fino all'HST. È interessante osservare che il passaggio dall'occhio umano al cannocchiale di Galileo ha rappresentato il miglioramento più significativo nella risoluzione, superando persino quello introdotto dall'HST.[2]

3.2 Missioni spaziali

La missione **Hipparcos**, lanciata dall'*Agenzia Spaziale Europea (ESA)* nel 1989, è stata la prima a misurare le parallassi stellari con una precisione mai vista, fornendo

dati dettagliati su oltre 100.000 stelle entro alcune centinaia di parsec dal Sole.

Con il lancio di **Gaia** nel 2013, le capacità di misurare parallassi sono state ulteriormente migliorate. Gaia sta mappando oltre un miliardo di stelle nella Via Lattea con una precisione circa 200 volte maggiore di quella del suo predecessore, consentendo di determinare con estrema accuratezza le distanze stellari e migliorando la calibrazione di tutta la scala cosmica.

L'accumulo di dati da queste missioni (e anche altre, come l'*SDSS*, *WISE* e *PLANCK*), ha stabilito una solida base per estendere la scala delle distanze fino a miliardi di anni luce. Questo progresso ha posto le basi per l'**era del Telescopio Spaziale Hubble**, che ha ulteriormente rivoluzionato il campo, permettendo di osservare l'universo con una profondità e una nitidezza mai raggiunte prima.

3.3 Hubble e l'era spaziale

Lanciato nel 1990, l'**Hubble Space Telescope** è stato ed è ancora oggi, uno strumento di precisione senza precedenti. Grazie alla capacità di osservare con un'alta nitidezza, Hubble ha individuato e misurato Cefeidi in galassie molto più lontane di quanto fosse possibile fare con i telescopi terrestri. Queste osservazioni hanno permesso di calibrare con maggiore precisione la relazione tra la luminosità delle Cefeidi e il loro periodo di pulsazione, fornendo un solido "gradino" per la scala delle distanze.

L'osservazione più distante effettuata finora dall'Hubble riguarda la **galassia GN-z11**, situata a un redshift $z=11,1$, circa 400 milioni di anni più vicino al Big Bang, ovvero la galassia risale a circa 400 milioni di anni dopo l'origine dell'universo. (NASA, 2023).

Un esempio emblematico del suo impatto è stato il **Progetto Key Hubble**, una campagna osservativa dedicata alla determinazione della costante di Hubble (H_0), che descrive il tasso di espansione dell'universo. Prima di Hubble, H_0 aveva un'incertezza enorme, con valori stimati che variavano tra 50 e 100 *kms*. Grazie alle osservazioni delle Cefeidi e delle supernovae di tipo Ia, il progetto ha ridotto questa incertezza a circa il 9%.¹

Nel corso dei suoi trent'anni di operatività, l'HST è stato oggetto di numerose missioni spaziali dedicate al miglioramento delle sue capacità (Fig.3.4). Lanciato nel 1990 con lo Space Shuttle Discovery, il telescopio è stato sottoposto a cinque missioni di manutenzione che hanno permesso di riparare, aggiornare e sostituire componen-

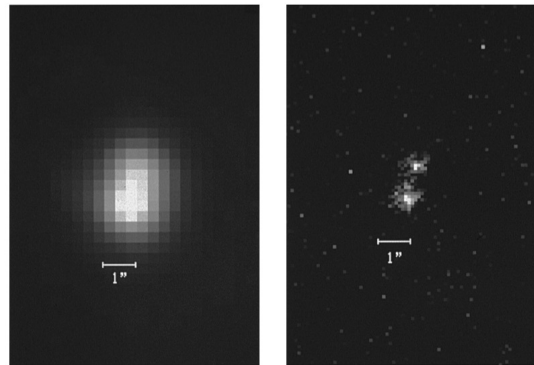


Figura 3.3: Le prime immagini ottenute dal telescopio spaziale Hubble (a destra) sono confrontate con quelle della stessa regione osservate con un telescopio da 100 pollici sulla Terra (a sinistra). FONTE: Nasa

¹vedi appendice A.1

ti fondamentali. Ancora pienamente operativo nel 2024, si stima che l'HST possa continuare a funzionare fino al 2030-2040.

3.4 Il telescopio James Webb

Se Hubble ha posto le basi per la moderna scala delle distanze, il **James Webb Space Telescope**, lanciato nel 2021, ne rappresenta il futuro. Con il suo specchio primario di 6,5 metri, tre volte più grande di quello di Hubble, e la capacità di osservare l'universo nell'*infrarosso medio e vicino*, il JWST può sondare regioni dell'universo e lunghezze d'onda inaccessibili al suo predecessore. Infatti, l'Hubble, pur essendo in grado di osservare nella gamma del *vicino infrarosso*, è stato progettato per lunghezze d'onda più corte, in particolare nell'*ultravioletto* e nella *luce visibile* (da 0,1 a 2,5 micron). Questa differenza però, consente all'Hubble e al Webb di lavorare insieme in sinergia, coprendo una vasta gamma dello spettro elettromagnetico.

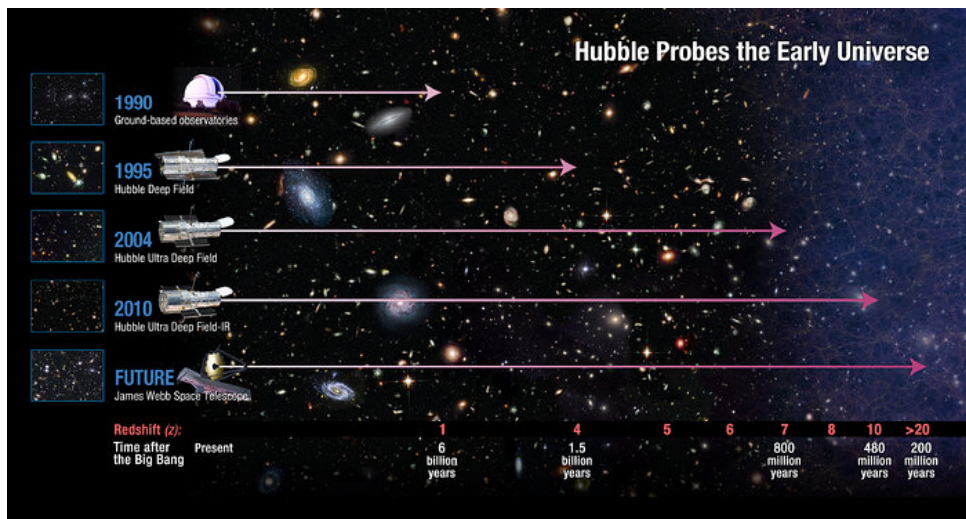


Figura 3.4: Sviluppo dell'HST negli anni in relazione al redshift massimo osservabile, confrontandolo anche con il JWST. FONTE: NASA, ESA, e A. Feild (STScI);

La visione unica del Webb nell'infrarosso (da 0,6 a 28,5 micron), grazie anche alla **posizione orbitale L2²**, penetra profondamente nelle enormi nubi di gas e polvere dove nascono stelle e sistemi planetari. Poiché la visione infrarossa del Webb supera di gran lunga quella del telescopio Hubble, è stato possibile aumentare i confini dell'universo osservabile alla **galassia JADES-GS-z14-0** (Carniani et al.), posta a un redshift $z \approx 14$, circa 300 milioni di anni più vicino al Big Bang.

²L2 si trova a 1,5 milioni di km dalla Terra e offre stabilità gravitazionale, protezione termica grazie all'allineamento con Sole, Terra e Luna e una visione continua dello spazio profondo.

Capitolo 4

Conclusioni

Questa tesi ha esplorato i principali metodi utilizzati per misurare le distanze in ambito astrofisico, evidenziando anche il ruolo della strumentazione associata alle diverse tecniche. Nella Figura 4.1 è riportata una schematizzazione degli indicatori che si è scelto di trattare in questo elaborato. Tuttavia, esistono molti altri metodi di misurazione, alcuni dei quali ancora in fase di sviluppo.

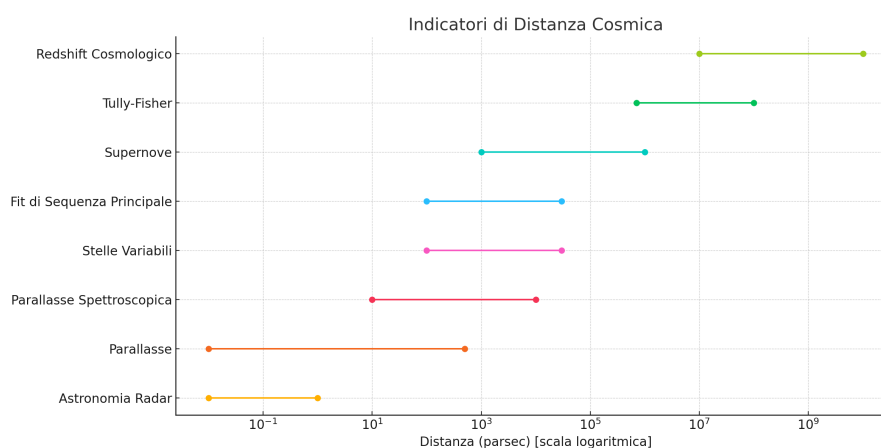


Figura 4.1: Scala delle distanze cosmiche. Sono presenti vari indicatori nei limiti di misurazione.

Tra questi, uno degli approcci più promettenti è l'uso delle **onde gravitazionali** (Gupta A. et al.), che rappresentano un modo completamente nuovo di misurare le distanze cosmiche. Previste inizialmente dalla teoria della **relatività generale** di Einstein e confermate dalle osservazioni delle collaborazioni **LIGO** e **Virgo**, le onde gravitazionali vengono generate da eventi catastrofici, come la fusione di buchi neri o stelle di neutroni. Analizzando le proprietà di queste onde, è possibile determinare la distanza dall'evento che le ha originate. Questo metodo si distingue per essere indipendente dalla scala delle distanze cosmiche, costituendo un potente strumento per verificare e convalidare le tecniche di misurazione attualmente in uso.

Un altro fronte di sviluppo recente è l'**astronomia multimessenger**, che si basa sull'integrazione di diverse modalità di osservazione. Questo approccio mira a raccogliere informazioni coordinate a livello globale, combinando dati provenienti da raggi cosmici, neutrini, onde gravitazionali, raggi gamma e radiazione elettromagnetica su un ampio spettro di lunghezze d'onda.

Appendice

A.1 Tensione di Hubble

La **tensione di Hubble** è una discrepanza significativa tra i valori misurati della **costante di Hubble** (H_0), un parametro fondamentale che descrive il tasso di espansione dell'universo. La costante di Hubble indica quanto velocemente l'universo si sta espandendo in relazione alla distanza degli oggetti osservati.[6] Da un lato, le misure basate sull'universo primordiale utilizzano osservazioni della **radiazione cosmica di fondo** (CMB), il residuo del Big Bang (**Figura 1.1**), combinate con il modello cosmologico standard (Λ CDM). Missioni come **Planck** hanno determinato un valore di $H_0 \approx 67.4$ km/s/Mpc.

Dall'altro lato, le misure basate sull'**universo locale** derivano dall'osservazione diretta di oggetti vicini, come le *variabili Cefeidi* e le *supernovae di tipo Ia*, utilizzate come candele standard per calcolare distanze e il tasso di espansione attuale. Questi studi, condotti principalmente con il **Telescopio Spaziale Hubble**, suggeriscono un valore più alto, $H_0 \approx 73$ km/s/Mpc. Questa discrepanza, di circa il 9%, è statisticamente significativa e non sembra essere spiegabile come un semplice errore di misura. Le ricerche più recenti, guidate dal team *SH0ES* di *Adam Riess*, hanno sfruttato le avanzate capacità nell'infrarosso del JWST per convalidare le misurazioni effettuate da Hubble sulle stelle variabili. Queste osservazioni congiunte hanno escluso la possibilità che la discrepanza sia dovuta a errori di misurazione, suggerendo invece che la nostra comprensione dell'evoluzione dell'universo o delle leggi fondamentali della fisica potrebbe essere incompleta.

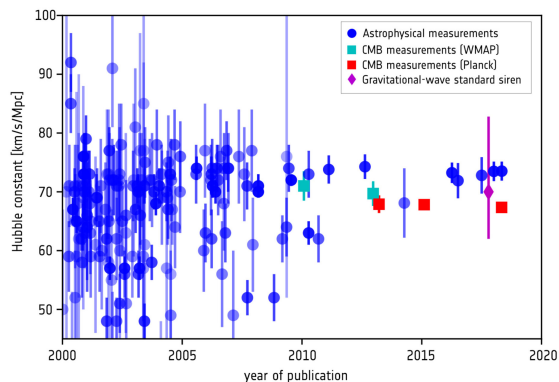


Figura 4.2: Le misurazioni recenti della Costante di Hubble: in blu quelle basate su osservazioni locali che mostrano, recentemente, un valore di 73,5 km/s/Mpc con un'incertezza del 2%. I modelli cosmologici che utilizzano i dati dalla radiazione cosmica di fondo a microonde, provenienti dai satelliti WMAP della NASA (in celeste) e Planck dell'ESA (in rosso), suggeriscono un valore inferiore di 67,4 km/s/Mpc con un'incertezza molto piccola. In viola, una misurazione ottenuta attraverso le onde gravitazionali. *FONTE: ESA*

Bibliografia

- [1] Andrea Cimatti. *Astronomia. appunti e dispense del corso*, 2021.
- [2] Andrea Cimatti. *Galaxy formation and evolution. appunti e dispense del corso*, 2024.
- [3] Luca Ciotti. *Astrofisica extragalattica. appunti del corso*, 2023.
- [4] Stefano Carniani et al. A shining cosmic dawn: Spectroscopic confirmation of two luminous galaxies at $z \approx 14$. *Nature*, 633:318–322, 2024.
- [5] Francesco Rosario Ferraro. *Stellar evolution. appunti e dispense del corso*, 2024.
- [6] Andrea Gianopoulos. Nasa’s webb, hubble telescopes affirm universe’s expansion rate, puzzle persists, 2024.
- [7] D. W. Higg. *Distance measures in cosmology*. 1999.
- [8] Hannu Karttunen et al. *Fundamental Astronomy*. Springer, 6th edition, 2017.
- [9] Luciano Maiani. *Scala delle distanze cosmiche*. Dispensa, 1994.
- [10] Bruno Marano. *Ottica astronomica. appunti e dispense del corso*, 2023.
- [11] Riccardo Scarpa. Modified newtonian dynamics, an introductory review. *AIP Conference Proceedings*, 822, 01 2006.
- [12] Stephen Webb. *Measuring the Universe: The Cosmological Distance Ladder*. Springer, New York, 1999.