

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:
Pietro Leonardi

Relatore:
**Chiar.mo Prof.
Daniele Dallacasa**

Anno Accademico 2018-2019

La storia dell'astronomia è la storia di sfuggenti orizzonti
(Edwin Hubble)

Indice

1	Introduzione	1
2	Metodi Diretti	1
2.1	Astronomia Radar	1
2.2	Parallasse	2
2.3	Parallasse stellare annua	2
2.4	Parallasse secolare e altre parallassi	4
3	Metodi Indiretti	4
3.1	Indicatori Pirmari	4
3.1.1	Parallasse spettroscopica	5
3.1.2	Fit di sequenza principale	6
3.1.3	Variabili Pulsanti	7
3.1.4	Variabili Cefeidi	8
3.1.5	Variabili RR Lyrae	9
3.2	Indicatori Secondari	10
3.2.1	Supernovae	10
3.2.2	Supernovae di tipo Ia	11
3.2.3	Relazione di Tully-Fisher	12
3.2.4	Faber-Jackson, $D-\sigma$ e piano fondamentale	13
3.3	Legge di Hubble	14
4	Conclusioni	15

Sommario

La determinazione delle distanze, partendo dal sistema solare fino ad arrivare a scale cosmologiche, ricopre un ruolo di grande importanza per tutte le aree dell'astrofisica. Tra tutti i metodi esistenti non ne esiste uno in grado di misurare distanze in maniera consistente, e a causa di ciò le scale di distanza devono essere costruite passo dopo passo, utilizzando diversi metodi, i quali funzionano su intervalli limitati di distanze. La misura di una distanza "diretta" è possibile solo per oggetti "vicini" alla Terra (qualche centinaio di parsec). Gli altri metodi, che possiamo chiamare indiretti, sono dipendenti tra di loro. Ogni metodo deve essere calibrato mediante il metodo precedente, pertanto ogni errore in un metodo si ripercuote in quelli successivi. Il sistema che così si costituisce si chiama *scala delle distanze cosmiche*, che è l'argomento centrale di questo elaborato.

1 Introduzione

Le distanze nell'universo sono così vaste che non esiste un unico metodo in grado di coprire distanze che si estendono su molti ordini di grandezza.

In generale possiamo creare una suddivisione della scala delle distanze cosmiche:

- **Metodi diretti:** Astronomia Radar, Parallasse(annua o trigonometrica, secolare e di ammassi)
- **Metodi indiretti:**
INDICATORI PRIMARI: Parallasse spettroscopica, Fit di sequenza principale e Variabili Pulsanti(Cefeidi, RR Lyrae)
INDICATORI SECONDARI: Supernovae (Tipo Ia), Relazione di Tully-Fisher, Faber-Jackson e piano fondamentale

I metodi diretti di misura delle distanze si basano sulle onde radio, per oggetti principalmente nel sistema solare, e sulla parallasse, un metodo geometrico. Quelli indiretti si possono suddividere in indicatori primari, che sfruttano stelle variabili e il diagramma HR, e secondari, che sfruttano eventi rari o relazioni delle galassie. Poi parlerò della *legge di Hubble* che può essere considerata come l'ultimo gradino della scala delle distanze permettendo di misurare la distanza di oggetti all'inizio dell'universo.

2 Metodi Diretti

In questa prima sezione presenterò i metodi indipendenti di natura geometrica, che non hanno bisogno di calibrazione.

2.1 Astronomia Radar

Il primo gradino della scala delle distanze cosmiche è rappresentato dalla distanza Terra-Sole. Infatti capire quella che oggi viene chiamata *Unità astronomica* significa capire le dimensioni del sistema solare.

Per misurare questa grandezza fondamentale, che a causa dell'orbita ellittica della Terra è un valore medio della distanza tra Terra e Sole, sono stati utilizzati durante la storia numerosi metodi. Ad oggi le tecnologie radar hanno permesso di raggiungere una precisione mai avuta prima.

La luce viaggia ad una velocità finita di $3 \cdot 10^8$ m/s (299,792,458 m/s per essere esatti). Inviando un segnale luminoso (come può essere un segnale alla frequenza radio) verso un corpo del sistema solare (Es. Venere in congiunzione inferiore) è possibile determinare la distanza da quel corpo misurando il tempo Δt che impiega il segnale riflesso per ritornare all'osservatore. Poiché il segnale compie due volte il tragitto, la distanza vale $d = c (0.5 \cdot \Delta t)$.

Con la terza legge di Keplero si può risalire al rapporto di proporzionalità tra le orbite di Venere e della Terra e quindi calcolare (o meglio raffinare) la misura della

distanza Terra-Sole. Questo metodo è soggetto a diversi fattori limitanti, come l'assorbimento atmosferico (riducibile utilizzando frequenze radio alle quali l'atmosfera è trasparente) o l'attenuazione del segnale di ritorno dovuta alla distanza. Infatti la potenza del segnale è inversamente proporzionale all'inverso della potenza quarta della distanza ($P \propto d^{-4}$), questo ne limita l'uso al Sistema Solare, ma a parte ciò la precisione raggiungibile è considerevole. Ad oggi l'unità astronomica è definita dalla società astronomica internazionale

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

2.2 Parallaxe

La parallasse è lo spostamento angolare apparente di un oggetto, quando viene osservato da due punti di vista diversi. (Questo è un fenomeno osservabile da chiunque, infatti osservando un oggetto con l'occhio destro e poi con il sinistro l'oggetto in questione sembra cambiare posizione)

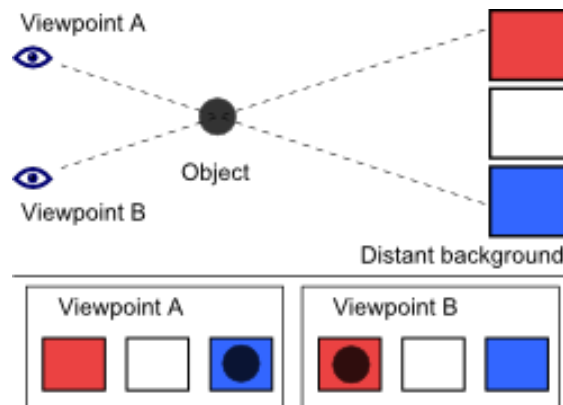


Figura 1: Esempio generale Parallasse

2.3 Parallasse stellare annua

Questo concetto è applicabile anche all'orbita della Terra intorno al Sole. Infatti a causa dello spostamento della Terra, le posizioni di stelle "vicine" sembrano cambiare posizione rispetto a quelle distanti di "Background". Studiamo il fenomeno applicando qualche semplificazione. Assumiamo che la Terra si muova attorno al Sole su un'orbita circolare di raggio $R = 1 \text{ AU}$ e che le stelle all'interno della nostra galassia si trovino in quiete una rispetto all'altra. Per creare il maggior effetto di parallasse possibile dobbiamo avere il maggior spostamento dell'osservatore. Questo corrisponde a 2 AU , il diametro dell'orbita terrestre, cioè la posizione della Terra a 6 mesi di distanza. Nell'esempio di *FIG 2*. Vediamo una stella nearby vicina ed alcune stelle di background distanti e immobili, le stelle alla fine delle frecce nere sono le posizioni apparenti della stella nearby rispetto al background come vista da un osservatore dalla Terra.

L'angolo p , in *FIG 2*, è chiamato parallasse, l'angolo sotto il quale il raggio dell'orbita terrestre è visto ortogonalmente da una stella alla distanza d dal Sole.

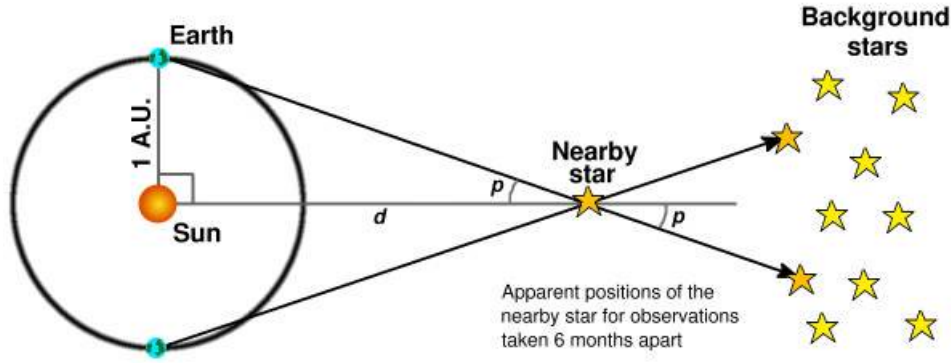


Figura 2: Esempio di parallasse massima di una stella nearby rispetto ad un background di stelle fisse

Dalla *FIG 2* abbiamo:

$$d = \frac{R}{\tan p} \quad (1)$$

e tipicamente :

$$p < 1 = \frac{\pi}{180} \frac{1}{60 \cdot 60} \text{rad} \simeq 5 \cdot 10^{-6} \text{rad} \quad (2)$$

quindi $\tan p \sim p$ per cui otteniamo $d \sim \frac{R}{p} = \frac{1 \text{AU}}{p}$

Da questo metodo deriva la definizione di una nuova unità di misura : il *parsec*, la distanza alla quale si ha una parallasse stellare annua di 1 arcsec (1/3600 esimo di grado).

$$d = 1 \text{pc} \equiv \frac{1 \cdot 180 \cdot 60 \cdot 60}{\pi} \text{AU} \simeq 3.1 \cdot 10^{16} \text{m} \quad (3)$$

Da questa definizione possiamo ricavare la seguente definizione:

$$\frac{d}{[\text{pc}]} = \frac{[\text{arcsec}]}{p} \quad (4)$$

Attualmente il limite di risoluzione angolare per le misure astrometriche è $\delta \theta = 10^{-5}$ arcsec, raggiungibile dal satellite GAIA. A causa dell'approssimazione di orbita circolare $R = 1 \text{AU}$ si ha un errore relativo inferiore a 10^{-6} , mentre l'errore sulla misura dell'angolo di parallasse è superiore 10^{-4} , segue che l'errore sul raggio fisico è trascurabile e otteniamo $D_{massima} = 10 \text{Kpc}$, che corrisponde all'ordine del raggio della nostra galassia. Nel futuro una missione della JAXA dovrebbe fare delle misure dell'ordine del nanoarcosecondo. Un'altra approssimazione che viene fatta è relativa alle stelle di background, infatti esse non sono davvero fisse, ma si potrebbe mostrare uno sfondo ancora più lontano per il quale mostrano una parallasse, tuttavia $p \propto d^{-1}$. Lo spostamento angolare delle background stars è però trascurabile, visto che sono molto più lontano della nearby star presa in esame.

Infine nella realtà le stelle non sono in quiete fra loro ma presentano un moto angolare intrinseco che va a sommarsi all'incertezza p , questo contributo non sempre è trascurabile e in tal caso prima di applicare il metodo di parallasse è necessario eliminare la componente intrinseca tramite altre considerazioni.

2.4 Parallasse secolare e altre parallassi

Le limitazioni del metodo di parallasse sono dovute alla lunghezza della base di riferimento rispetto alla quale l'angolo è misurato. Per esempio i metodi che utilizzano la parallasse annua (o trigonometrica) sfruttano come base il diametro dell'orbita Terra-Sole, 2 AU. Questo però può essere migliorato andando ad aumentare la base di riferimento, considerando la parallasse dovuta al moto del Sole rispetto al disco galattico e all'alone, ad un tratto dell'orbita solare compiuta in diversi anni. Infatti il Sole si muove ad una velocità di circa $20 \frac{km}{s}$ rispetto alle popolazioni del disco galattico e di $200 \frac{km}{s}$ rispetto a quelle dell'alone.

Questo corrisponde ad una base di riferimento annua di 4 AU e 40 AU. La parallasse di una stella rispetto al moto del Sole è chiamata parallasse secolare. L'uso della parallasse secolare è però limitato ai casi in cui l'effetto del moto angolare intrinseco è eliminabile.

Ci sono delle varianti di questo metodo, come la parallasse statistica: considera i moti propri di un insieme di stelle omogenee (anche solo per effetto prospettico). Misurando la velocità radiale media, tramite studi spettroscopici, e assumendo che, per un campione abbastanza grande, sia uguale alla velocità trasversale media si può ricavare la loro distanza media. Questo metodo può misurare distanze fino a 500 pc. Un'altra variante è la parallasse di gruppo, la quale sfrutta il moto d'insieme di un gruppo di stelle (es. ammasso) misurando la variazione delle sue dimensioni. Infine c'è un altro tipo di parallasse che sfrutta misure spettroscopiche della velocità radiale e variazioni del diametro angolare di un oggetto, che viene chiamata *parallasse di ammasso mobile*.

3 Metodi Indiretti

In questa seconda sezione presenterò i metodi di misurazione delle distanze che dipendono sia da loro stessi che da quelli diretti e che quindi risentono anche degli errori di quest'ultimi.

3.1 Indicatori Pirmari

Tranne per qualche eccezione i metodi diretti possono misurare distanze fino a qualche migliaio di parsec, che corrisponde ad una piccola porzione della nostra galassia. Per arrivare a distanze maggiori, si devono utilizzare misurazioni basate su assunzioni fisiche, cioè basate sull'assunzione che si riconosce l'oggetto analizzato e questo appartenga ad una classe di oggetti omogenei tali da essere usati per stime di distanze. Bisogna quindi basarsi sulle candele standard e sui righelli standard. Le candele standard sono una classe di oggetti astronomici di cui è nota la magnitudine assoluta, cosicché le eventuali differenze misurate possono essere attribuite a differenze di distanza. I righelli standard sono un insieme di oggetti di cui si conoscono le dimensioni reali (raggio fisico) e dalle quali si ricava la distanza tramite una proporzione con le dimensioni apparenti.

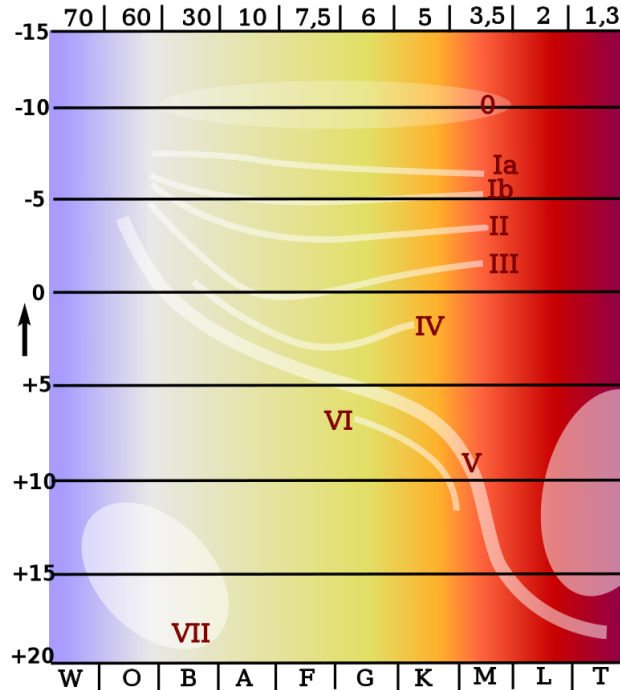


Figura 3: Esempio di diagramma HR. Si possono vedere delle zone bianche che corrispondono alle classi di luminosità. In ascissa si possono vedere le classi spettrali

3.1.1 Parallasse spettroscopica

Nonostante il nome lasci supporre una correlazione tra questo metodo e i metodi di parallasse visti in precedenza, in realtà la *parallasse spettroscopica* non ha nulla a che fare con l'apparente variazione della posizione di una stella. Questa tecnica infatti utilizza lo spettro di una stella per ricavare la magnitudine assoluta M , il cui confronto con la magnitudine apparente m porta al calcolo della distanza.

La tipologia delle linee spettrali presenti nello spettro di una stella e il loro spessore permettono di dedurre rispettivamente la classe spettrale e la classe di luminosità, permettendo il suo posizionamento nel diagramma Hertzsprung-Russell (HR).

Lo spessore delle linee spettrali è strettamente legato alla *classe di luminosità* della stella ed è determinato dalla gravità superficiale (e quindi dalla densità e pressione del gas). Nel sistema Yerkes le stelle seguono una suddivisione in numeri romani da I a VII, in cui stelle di sequenza principale, supergiganti e nane bianche appartengono rispettivamente al tipo V, I e VII. Stelle con una gravità superficiale maggiore avranno linee spettrali più larghe a causa della maggiore pressione, quindi stelle come le giganti rosse, per esempio, avranno linee più strette rispetto a quelle di una stella di sequenza principale, visto che una gigante è meno densa e quindi ha una gravità più bassa ed una pressione minore. Dalla classe di luminosità è possibile determinare la "banda" verticale dove posizionare la stella nel diagramma HR, come si può vedere nella FIG 3. La tipologia di righe spettrali, legata invece alla *classe spettrale*, dipende dagli elementi, molecole ed atomi, che compongono la stella. Nel sistema di classificazione Harvard le classi spettrali si suddividono in O, B, A, F, G, K e M, con alcune aggiunte come le Wolf-Rayet (W) e le nane brune (L e T), organizzate per temperatura decrescente. Le classi spettrali inoltre sono suddivise in dieci

sottoclassi, etichettate da 0 a 9, con 0 e 9 rappresentando rispettivamente la stella più calda e la più fredda della classe presa in esame. La classe spettrale, come si può vedere nella *FIG 3* rappresenta l'ascissa del diagramma HR.

Intersecando le informazioni ottenute dalle due classi è possibile ricavare una stima della posizione della stella nel diagramma HR, e quindi la sua magnitudine assoluta M . Conoscendo la magnitudine apparente m si può ricavare la distanza dall'equazione del modulo di distanza:

$$\mu \equiv m - M = 5 \log_{10} \left(\frac{D_L}{10 \text{pc}} \right) \quad (5)$$

con D_L espresso in parsec. Questo metodo di misura ha però un limite perchè la stella deve essere abbastanza luminosa per avere uno spettro misurabile, ad oggi il limite è 10 Kpc.

3.1.2 Fit di sequenza principale

Un altro metodo che sfrutta il diagramma HR per calcolare le distanze è il *fit di sequenza principale*, applicabile ad ammassi di stelle (insieme di stelle legate gravitazionalmente che si trovano alla stessa distanza e che si sono formate nello stesso periodo dalla stessa nube di polveri e gas). La sezione centrale di un diagramma HR viene chiamata sequenza principale ed è la zona in cui le stelle passano la maggior parte della loro "vita", inoltre più la stella è massiccia minore è il tempo che passa nella sequenza principale. Supponiamo che ammassi con la stessa metallicità ed età posseggano lo stesso diagramma in magnitudine assoluta e perciò le differenze tra i diagrammi in magnitudine apparente siano dovute solo a differenze nella distanza o nell'estinzione. La tecnica del *fit di sequenza principale* compara tra di loro due ammassi simili con lo stesso diagramma in magnitudine assoluta (HR_M), uno dei quali abbastanza vicino da poter calcolare tramite uno dei metodi di parallasse la sua distanza. Preso un ammasso di cui si conosce distanza ed estinzione (A_ν) si può calcolare la sua magnitudine assoluta dalla (5):

$$M = m + 5(1 - \log_{10} D_L) - A_\nu \quad (6)$$

A questo punto si riportano su uno stesso grafico (*FIG 4*) i diagrammi HR dei due ammassi, quello di cui conosciamo la distanza, ponendo in ordinata la magnitudine assoluta (M) e quello di cui vogliamo calcolare la distanza, per il quale si pone in ordinata la magnitudine apparente (m).

Le due sequenze principali si troveranno ad altezze diverse nel grafico, dallo scostamento verticale tra i due è possibile misurare il modulo di distanza μ , da cui stimare la distanza. La linea rossa in *FIG 4* rappresenta il fit per il diagramma HR in magnitudine assoluta ed è il diagramma all'ordinata a cui tutti i diagrammi HR tendono se posti alla stessa distanza, ciò che abbiamo fatto tramite la parallasse è una stima di questa ordinata, ovvero una calibrazione di questo metodo noto. Questo metodo porta con se però delle complicazioni. La prima è dovuta al fatto che essendo questo un metodo statistico, la sua affidabilità dipende strettamente al campione di stelle preso in considerazione. Quindi è necessario considerare un gran numero di stelle, ma la distanza crescente fa sì che le stelle meno luminose siano

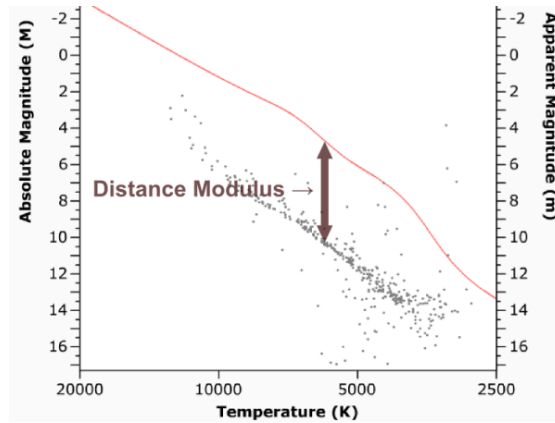


Figura 4: Linea rossa in alto: Diagramma in M ; In basso: Diagramma HR di un ammasso in m . Il dislivello tra i due rappresenta il modulo di distanza

impossibili da osservare restringendo così il campione. La massima distanza per cui un campione di stelle può rimanere significativo per questa tecnica è di circa 10-30 Kpc. Una seconda complicazione è data dal fatto che quando le stelle dell'ammasso finiscono tutto l'idrogeno nei loro nuclei, lasciano la sequenza principale per spostarsi in alto a destra nel diagramma. Questo fa sì che gli ammassi più vecchi avranno meno stelle di sequenza principale e quindi un campione più limitato. La terza complicazione riguarda le stelle che si trovano lungo la linea di vista ma non appartengono all'ammasso. Queste aumentano la dispersione del diagramma, infatti stelle poste davanti all'ammasso saranno più vicine a noi, provocheranno una sovrastima di M , mentre dietro l'ammasso, quindi più lontane, provocheranno una sottostima.

3.1.3 Variabili Pulsanti

Le variabili sono una categoria di stelle il cui valore di m varia nel tempo. All'interno di questa categoria sono particolarmente importanti le *variabili pulsanti*, stelle la cui oscillazione periodica di luminosità è dovuta ad una variazione dell'involucro esterno. Le due tipologie utili alla costruzione della scala delle distanze sono le Cefeidi e le RR Lyrae. Esse occupano nel diagramma HR una precisa sezione chiamata *instability strip* (striscia di instabilità), dalla quale deduciamo che abbiamo a che fare con stelle giganti. Questa striscia, come si può vedere in FIG 5, percorre il diagramma in maniera quasi verticale (lievemente inclinata a destra) partendo dalla sequenza principale. Studiando la curva di luce di queste stelle si osserva come il periodo di pulsazione e la luminosità media sono costanti e sono direttamente correlati, più è grande il periodo più aumenta la luminosità media. Questa correlazione prende il nome di *relazione PL*. Questa relazione, dopo essere stata calibrata, è molto importante per la misurazione delle distanze perchè permette di utilizzare le variabili pulsanti come candele standard, poichè la loro luminosità media può essere dedotta dal periodo di pulsazione, che è una quantità osservabile.

Eddington fu il primo a descrivere dal punto di vista matematico le instabilità alla base delle pulsazione stellari. La più comune instabilità è legata ai diversi gradi di ionizzazione del gas negli strati convettivi superficiali della stella. Normalmente in una stella l'aumento della compressione di uno strato provoca un aumento della tem-

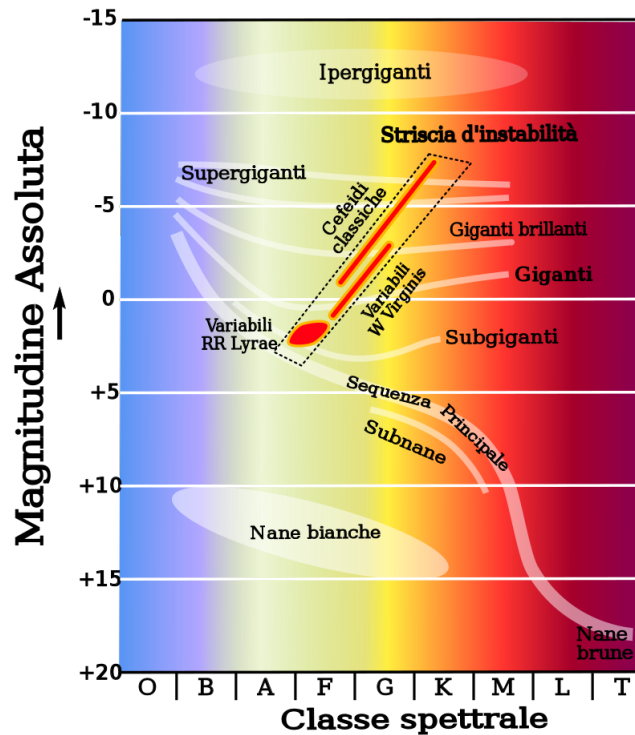


Figura 5: Diagramma HR in cui è visibile la striscia di instabilità

peratura ed una conseguente diminuzione dell'opacità κ , come dimostra la seguente relazione $\kappa \propto \frac{\rho}{T^{3.5}}$ (dove ρ è la densità), permettendo all'energia di venir rilasciata più velocemente. Quando però si hanno degli strati della stella dove idrogeno ed elio sono parzialmente ionizzati, *strati a ionizzazione parziale*, l'opacità aumenta con la temperatura, generando delle pulsazioni della stella. Questi strati a causa della gravità precipitano verso l'interno della stella, provocando una contrazione di questa, questo porta ad una compressione ed un eventuale aumento della temperatura che genera un aumento del grado di ionizzazione dei gas dello strato. Ne consegue che gli strati diventano più opachi alla radiazione, proveniente dall'interno, che viene catturata dal gas, provocando un ulteriore aumento della temperatura dello strato. Questo risulta in un aumento di pressione che spinge gli strati esterni ad espandersi arrestando ed invertendo la contrazione. Ciò porta ad una diminuzione della densità e quindi della temperatura con una conseguente diminuzione del grado di ionizzazione e, perciò, dell'opacità. Questo si traduce in una maggiore liberazione di energia, proveniente dall'interno della stella, portando ad un ulteriore diminuzione di temperatura che fa precipitare nuovamente lo strato verso l'interno. Quest'ultimo viene quindi nuovamente compresso e il ciclo ricomincia. Questo meccanismo prende il nome di *meccanismo κ* .

3.1.4 Variabili Cefeidi

Le Cefeidi, nominate così da δ Cephei, sono variabili pulsanti giganti e supergiganti. Possono essere suddivise in due sottoclassi: le *Cefeidi classiche* e le *Cefeidi di tipo II*. Le prime sono stelle di Popolazione I e di classe spettrale F6-K2 che si trovano nei bracci della galassia, con una massa 4-20 volte quella del Sole, evolute da stelle

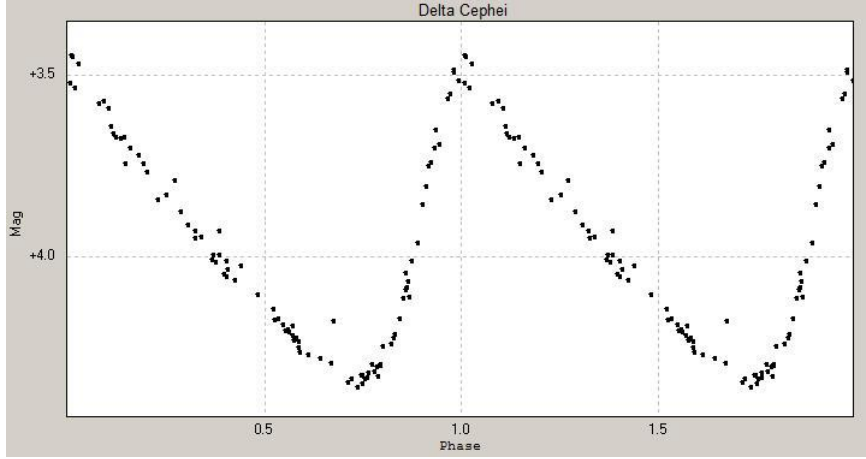


Figura 6: Curva di luce di una Cefeide classica

di classe O e B. Possono raggiungere luminosità di $10^5 L_{\odot}$, il che le rende visibili da grandi distanze e si trovano nella parte alta della striscia di instabilità, come si può vedere dalla *FIG 5*. Il periodo di pulsazione è tipicamente di 1-50 giorni, con una ampiezza di 0.1-2.5 magnitudini. La curva di luce (*FIG 6*) è molto regolare, mostra un rapido innalzamento al picco di luminosità per poi diminuire più lentamente. La loro relazione PL, nella banda dell'ottico è:

$$M_V = -1.304(\pm 0.065) - 2.786(\pm 0.075)\log P \quad (7)$$

Con P ad indicare il periodo espresso in giorni. Utilizzando la relazione PL ed il *modulo di distanza* μ (5) si può ricavare la distanza:

$$D_L = 10^{\frac{m - M + 5 - A_v}{5}} \quad (8)$$

Con questi calcoli si possono raggiungere distanze dell'ordine di $D_L \simeq 20 - 30 \text{ Mpc}$, ben oltre il gruppo locale. La seconda sottoclasse di cefeidi sono le *Cefeidi di tipo II*, sono stelle di Popolazione II e si trovano principalmente negli ammassi globulari nell'alone galattico. Sono di solito stelle di massa molto piccola ($0.5-0.6 M_{\odot}$) con periodi di variazione di luminosità compresa tra 1 e 60 giorni. Si trovano nella parte inferiore della *instability strip* (*FIG 5*), la loro relazione PL nell'ottico è:

$$M_V = 0.05(\pm 0.05) - 1.64(\pm 0.05)\log P \quad (9)$$

Utilizzando, come in precedenza, questa relazione e il modulo di distanza si possono ricavare distanze fino a $D_L \simeq 10 - 12 \text{ Mpc}$.

3.1.5 Variabili RR Lyrae

Le RR lyrae sono stelle variabili pulsanti che si trovano prevalentemente negli ammassi globulari, quindi nell'alone galattico. Sono usate come candele standard, in un modo simile a come si utilizzano le Cefeidi, sfruttando la loro relazione periodo-luminosità per dedurre la luminosità intrinseca media della stella.

Sono stelle di Popolazione II, molto povere di metalli, che sono uscite dalla sequenza

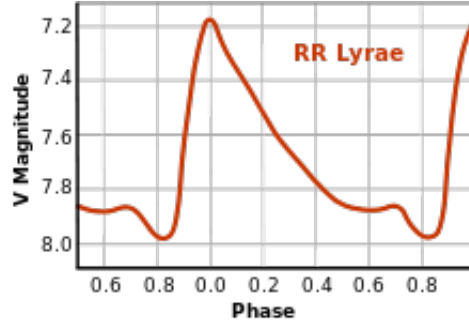


Figura 7: Curva di luce di una variabile RR Lyrae

principale e si trovano sul braccio orizzontale delle giganti, di classe spettrale A o F, con masse di $\sim 0.5 M_{\odot}$ e luminosità di $\sim 40\text{-}50 L_{\odot}$. Generalmente i loro periodi variano da ore a ~ 1 giorno e subiscono variazioni di luminosità tra 0.3 e 2 magnitudini. Le stelle RR Lyrae pulsano in maniera simile alle Cefeidi, ma la natura e storia evolutiva di queste si pensa sia differente. Come tutte le variabili nella striscia di instabilità, le pulsazioni sono causate dal *meccanismo* κ . A differenza delle Cefeidi, le variabili RR Lyrae non hanno una stretta relazione periodo-lluminosità nelle lunghezze d'onda del visibile, ma nell'infrarosso :

$$M_I = 0.839 - 1.295 \log P + 0.211 \log Z \quad (10)$$

dove M_I è la magnitudine assoluta nella banda I, vicino infrarosso, e Z è la metallicità. Tendenzialmente hanno una magnitudine assoluta quasi costante $M \sim 0.7$, che può essere stimata con il metodo della parallasse statistica. A causa della bassa luminosità le distanze raggiungibili sfruttando queste stelle sono dell'ordine di 1 Mpc e quindi sono usate principalmente per misurazioni di ammassi globulari all'interno della Via Lattea o nella galassia di Andromeda.

3.2 Indicatori Secondari

Gli indicatori secondari di distanza sono calibrati sulle galassie vicine, la cui distanza è determinata tramite gli indicatori primari. Si basano su oggetti luminosi e rari, come le supernove, o sulle relazioni strutturali delle galassie

3.2.1 Supernovae

Una supernova (SN) è la violenta esplosione che si verifica a causa del collasso del nucleo di una stella con almeno 9 volte la massa del Sole, o di una nana bianca che super il limite della massa di Chandrasekhar per accrescimento da una compagna o per fusione con un'altra nana bianca. Questo evento può produrre una quantità di energia pari ad un'intera galassia. Le supernove possono essere classificate in due modi: in base alle linee di assorbimento nei loro spettri o in base al tipo di esplosione. Con la prima suddivisione le supernove si dividono in tipo I (non presentano righe dell'idrogeno) e tipo II (presentano righe dell'idrogeno), ulteriormente divisibili in tipo Ia (presentano linee del silicio), Ib (non presentano righe del silicio ma dell'elio), Ic (non hanno né righe dell'elio né del silicio). Con la seconda suddivisione si dividono in thermonuclear (Ia) e core-collapse (Ib, Ic, e II).

3.2.2 Supernovae di tipo Ia

Le supernove di tipo Ia sono ottime candele standard, infatti anche se la loro magnitudine assoluta varia significativamente nel tempo hanno curve di luce (*FIG 8*) e luminosità di picco (M_{max}) simili, visto che l'evento che le genera è sempre l'esplosione di una nana bianca.

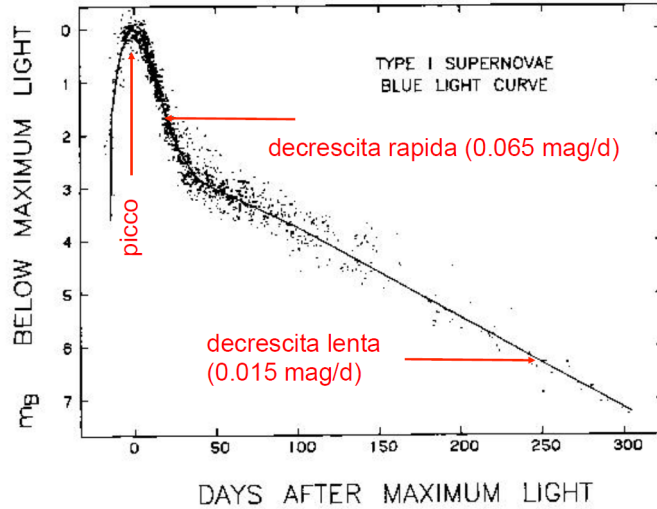


Figura 8: Curva di luce, nel blu, di una SN Ia

Una nana bianca è quello che rimane di una stella di medio-piccole dimensioni che completa il suo ciclo vitale, le più comuni sono quelle di carbonio-ossigeno. Quando una nana bianca, di carbonio-ossigeno, accresce sufficientemente la sua massa, tramite una stella compagna, raggiungendo la massa limite di Chandrasekhar di $1,44M_{\odot}$, non è più in grado mantenere il suo equilibrio termodinamico mediante la pressione degli elettroni degeneri, quindi il suo nucleo comincerà a collassare. Le supernove di tipo Ia hanno una magnitudine assoluta media, nella banda B, al picco di :

$$M_{B,max} \sim -19.3 \pm 0.03 \quad (11)$$

questo valore si può calibrare utilizzando le cefeidi classiche presenti nella galassia in esame. Data la magnitudine apparente osservata, in questa banda, si può calcolare la distanza utilizzando la (5). Inoltre esiste una relazione empirica, chiamata relazione di Phillips, che lega la magnitudine assoluta nella banda B del picco della curva di luce alla velocità di evoluzione della luminosità del picco :

$$M_{B,max} = -21,726 + 2.698\Delta m_{15,B} \quad (12)$$

dove $\Delta m_{15,B}$ è la variazione dopo 15 giorni dal picco della magnitudine.

Tuttavia non è sempre possibile osservare un SN Ia al picco di magnitudine assoluta, però utilizzando il metodo Multicolor Light Curve Shape (MLCS), che tiene conto dell'estinzione e dell'arrossamento interstellare, si mette a confronto la curva di luce osservata con un famiglia di curve di luce parametrizzate così da trovare il picco di M_{max} della SN.

Il metodo dello stretch invece genera un fit di una curva di luce modello. Questa

curva modello, non è formata come il MLCS da più curve a diverse bande ma da una sola curva deformata (allargata o ristretta) temporalmente. Usando un *fattore di stretch* si determina quindi il picco.

Le supernove di tipo Ia sono utilizzate per misurare distanze di galassie lontane, sono molto importanti per misurare la costante di Hubble ed inoltre hanno fornito le prime prove dell'accelerazione dell'espansione dell'universo. Ci sono però degli svantaggi osservativi, a causa della brevità del massimo e della rarità dell'evento, si pensa infatti che si verifichi un evento del genere ogni 100-200 anni in una galassia. L'attuale incertezza si avvicina al 5%, corrispondente ad un'incertezza di 0.1 mag.

3.2.3 Relazione di Tully-Fisher

La relazione di Tully-Fisher fornisce una legge empirica tra la luminosità intrinseca L , di una galassia a spirale e la sua velocità di rotazione massima v_{max} . Sperimentalmente v_{max} si calcola utilizzando la curva di rotazione, cioè la variazione della velocità orbitale delle stelle in funzione di quanto sono lontane dal centro della galassia. La curva di rotazione di una galassia a spirale si ottiene utilizzando le righe di emissione del gas, ottiche (per esempio $H\alpha$ 6563 Å) o radio (HI a 21 cm).

La prima parte della curva è legata al bulge della galassia, dove la velocità è proporzionale al raggio, nel disco della galassia invece la velocità è indipendente dal raggio, quindi la curva tende ad un regime piatto. Le curve di rotazione delle galassie a spirale (a disco) implicano l'esistenza di materia che non è spiegabile con le stelle ed è "osservabile" solo attraverso i suoi effetti gravitazionali, infatti il regime piatto dovrebbe lasciare posto ad una caduta kepleriana ($v \propto \frac{1}{\sqrt{r}}$) una volta finite le stelle del disco, però questo non succede a causa degli effetti gravitazionali della materia oscura che avvolge sfericamente la galassia. Lo studio del regime piatto, zone oltre i confini della galassia nel visibile, è stato possibile grazie alla riga dell'idrogeno neutro nel radio, che è diffuso su tutto il disco e non risente dell'estinzione nel mezzo interstellare dovuta alla polvere. Lo studio della curve di rotazione di alcune galassie permise a Tully-Fisher (1977) di ricavare la seguente relazione:

$$L \propto v_{max}^\alpha \quad (13)$$

Dove $\alpha \simeq 3-4$, dipende fortemente dalla banda di frequenza presa in esame. Dalla misura della velocità, dalla curva di rotazione, si può misurare la luminosità assoluta L e utilizzando quella apparente si può trovare la *distanza di luminosità*:

$$d = \sqrt{\frac{L}{4\pi l}} \quad (14)$$

Un'altro modo di esprimere questa relazione in forma logaritmica è:

$$M = A - b\eta \quad (15)$$

Dove $M = -2.5\log(L) + const$ è la magnitudine assoluta, e $\eta \equiv \log(2v_{rot}) - 2.5$ è definito parametro di larghezza di velocità ed è adimensionale. Ricavando la magnitudine assoluta si può misurare la distanza utilizzando il modulo di distanza. Esistono diverse formulazioni della relazione Tully-Fisher, in base a quale misura di

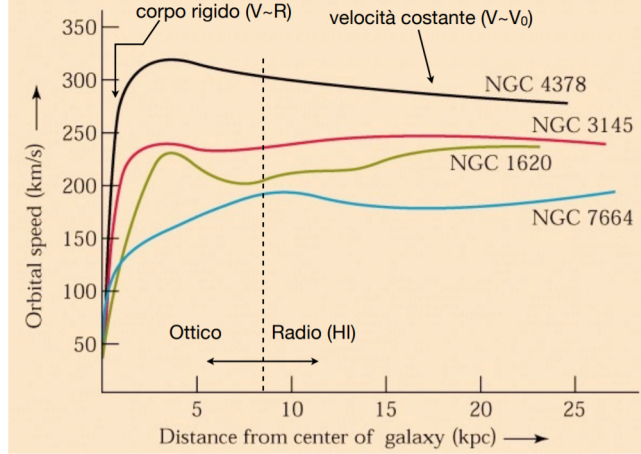


Figura 9: Curva di rotazione di alcune galassie a spirale

massa, luminosità o velocità di rotazione si prende in considerazione. Per esempio nello studio originale venne utilizzata la luminosità ottica, ma successivi studi hanno mostrato che la dispersione nelle misure si riduce moltissimo a lunghezze d'onda nell'infrarosso (sebbene la statistica disponibile non sia ancora sufficiente) o se si sostituisce la luminosità con la *massa totale barionica* della galassia. Quest'ultima relazione prende il nome di *relazione di Tully-Fisher Barionica* :

$$M_d = AV_c^4 \quad (16)$$

dove A è una variabile che dipende dal rapporto massa-luminosità della galassia.

3.2.4 Faber-Jackson, D- σ e piano fondamentale

In maniera analoga alla TF per galassie a spirale esiste una relazione che lega la luminosità assoluta (L) di una galassia ellittica con la dispersione di velocità σ delle stelle, nota come *relazione di Faber-Jackson* :

$$L \propto \sigma^\alpha \quad (17)$$

dove α si ricava empiricamente ed è $\sim 4 \pm 1$. Dall'effetto doppler delle righe spettrali si può calcolare la dispersione di velocità, quindi sfruttando la relazione FJ si ricava la luminosità intrinseca L e conoscendo quella apparente l si ricava la distanza utilizzando la (12). Tuttavia questa relazione possiede una dispersione alta e l'incertezza sulle distanze è di circa il 30%, quindi non è un metodo affidabile.

Studiando le galassie ellittiche si scoprirono altre due relazioni empiriche, la *relazione di Kormendy* e la *relazione D- σ* . La prima lega il *raggio effettivo* R_e , ovvero il raggio entro il quale è contenuta la metà del flusso della galassia ellittica, con la luminosità assoluta : $L \propto R_e$. Questa si può utilizzare per misurare le distanze dividendo entrambi i membri per R_e^2 , ricavando al primo membro la *brillanza superficiale*, che è indipendente dalla distanza e l'inverso del raggio effettivo, il quale si può ricavare osservativamente. La seconda è più "stringente" di quella di Kormendy e riguarda la correlazione tra il diametro di luminosità D_n , ovvero il diametro angolare entro il quale si osserva un brillanza superficiale di $20.75 \text{ mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$, e la dispersione di velocità σ :

$$D_n \propto \sigma^\gamma \quad (18)$$

dove $\gamma \sim 1.20 \pm 0.10$ si deriva empiricamente. La $D_n - \sigma$ può essere utilizzata per la stima delle distanze, con errori $\lesssim 25\%$. Nessuna delle tre relazioni possiede un livello di precisione tale da essere utili nel calcolo delle distanze delle galassie ellittiche, che non possiedono cefidi o candele standard. Il problema venne risolto con l'introduzione del *piano fondamentale*. Utilizzando una tecnica statistica, PCA, si trovò che le grandezze, di una galassia ellittica, che correlano tra di loro sono: dispersione di velocità σ , luminosità assoluta L e raggi effettivo R_e . Le galassie ellittiche infatti si trovano tutti sul piano fondamentale, un piano orientato in uno spazio 3D le cui coordinate sono R_e , L e σ , ovvero seguono la seguente relazione biparametrica :

$$\alpha \log L + \beta \log \sigma + \gamma \log R_e = \text{cost} \quad (19)$$

Il piano è inclinato, infatti le sue proiezioni sui 3 piani che formano lo spazio sono delle bande che rappresentano le relazioni di *Faber-Jackson* e di *Kormendy* e che giustificano le loro dispersioni. Il *piano fondamentale* possiede una dispersione molto bassa (5%) e può essere utilizzato per stimare le distanze delle galassie ellittiche, o di ammassi di esse. Sostituendo la luminosità assoluta L con la brillantezza superficiale $\frac{L}{R_e^2}$, così da avere un'altra grandezza indipendente dalla distanza oltre alla dispersione di velocità, si può stimare il R_e , che è legato alla distanza:

$$R_e = \theta \cdot d \quad (20)$$

Calibrati i coefficienti α , β e γ con gli indicatori primari si può utilizzare il *piano fondamentale* per misurare distanze fino a 1Gpc.

3.3 Legge di Hubble

Quando una sorgente in moto si allontana dall'osservatore, la sua emissione risente di uno spostamento verso il rosso (*redshift*) in lunghezza d'onda. Questo fenomeno viene chiamato *effetto Doppler* e dal suo studio sulle galassie si sono sviluppate le teorie sulla nascita ed evoluzione dell'universo. Tramite un confronto tra le righe spettrali osservate con quelle misurate in laboratorio, il *redshift* (z) è definito :

$$z = \frac{\lambda_{oss} - \lambda_{lab}}{\lambda_{lab}} = \frac{\lambda_{oss}}{\lambda_{lab}} - 1 \quad (21)$$

dove λ_{lab} è la lunghezza d'onda della riga spettrale misurata in laboratorio e λ_{oss} è la lunghezza d'onda della riga spettrale osservata. Il redshift è direttamente legato alla velocità radiale, infatti per moti diretti radialmente relativistici ($v_r \sim c$) :

$$z = \sqrt{\frac{1 + \frac{v_r}{c}}{1 - \frac{v_r}{c}}} - 1 \quad (22)$$

se invece ci riferiamo a velocità non-relativistiche $v_r \lll c$:

$$z = \frac{v_r}{c} \quad (23)$$

Quindi conoscendo il redshift, tramite un'analisi dello spettro dell'oggetto in esame, si può ricavare la componente radiale della sua velocità. Per ricavare la distanza

si utilizza la *legge di Hubble*, ricavata empiricamente dallo stesso nel 1929 tramite l'osservazione spettroscopica di galassie lontane :

$$v_r = H_0 d \quad (24)$$

Dove d è la distanza dell'oggetto e H_0 è definita *costante di Hubble* ed è una costante spaziale ma non temporale, espressa in $\frac{km}{sMpc}$. Questa grandezza è molto importante per calcolare l'età dell'universo, tramite il suo inverso. Il vero problema consiste nel conoscere il suo valore, il quale è variato significativamente nel corso degli anni tramite diverse misurazione. Ad oggi tramite misure fatte utilizzando la CMB (Cosmic Microwave Background) il valore corrisponde a $H_0 = 67.04 \frac{km}{sMpc}$, corrispondente ad un età dell'universo di 13.8 miliardi di anni.

4 Conclusioni

In questo elaborato ho esposto i vari metodi utilizzati per calcolare le distanze degli oggetti che compongono l'universo, andando a costruire una vera e propria *scala delle distanze astrofisiche*. Ogni gradino di questa scala ha bisogno di una base con la quale essere calibrato ed anch'esso fungerà da calibro per il gradino successivo. Infatti partendo dalle distanze all'interno del nostro sistema solare siamo riusciti ad arrivare a calcolare oggetti appartenenti agli inizi dell'universo (quasar). Con l'avanzare delle scoperte e della tecnologia in campo astrofisico la scala delle distanze cosmiche è soggetta a continui miglioramenti. Ci sono molti metodi che non ho potuto trattare, come i nuovi utilizzi delle onde gravitazionali o il lensing gravitazionale utilizzando i quasar, ec... Ecco un piccolo sommario con i metodi trattati e alcuni tralasciati :

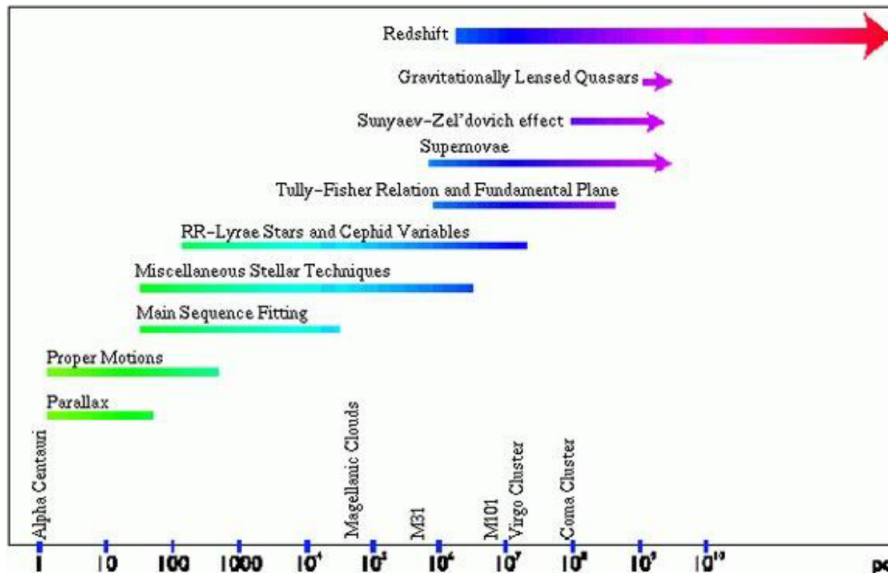


Figura 10: Sommario dei principali gradini della *scala delle distanze in astrofisica*

Riferimenti bibliografici

Cosmic Distance Ladder Lab, <https://astro.unl.edu/naap/distance/distance.html>

Gaia Mission, <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/science>, 2018

Treccani, "Parallasse", <http://www.treccani.it/enciclopedia/parallasse/>

Freedman W. L., 2012, *Pulsating Stars: Stars that breathe*

Gossan S., Ott C., 2012, *Methods of Measuring Astronomical Distances*, <https://dcc.ligo.org/public/0096/T1200427/001/distance-ladder.pdf>,

S.S. McGaugh J.M. Schombert G. B. W. d. B., 2000, *The Baryonic Tully-Fisher Relation*

Willick J. A., 1996, *Measurement of Galaxy Distances*