

SCUOLA DI SCIENZE  
Dipartimento di Fisica e Astronomia  
Corso di Laurea in Astronomia

# Scala delle distanze in astrofisica

Tesi di Laurea

Presentata da:  
**Alessandro Vacchi**

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

*“ La più sublime, la più nobile tra le Fisiche scienze  
ella è senza dubbio l’Astronomia.  
L’uomo s’innalza per mezzo di essa [...] e giunge  
a capire la causa dei fenomeni più straordinari.”*

---

Storia dell’Astronomia (1813),  
GIACOMO LEOPARDI

# Indice

|   |           |
|---|-----------|
| <b>Abstract</b>   | <b>1</b>  |
| <b>1 Introduzione</b>   | <b>1</b>  |
| 1.1 Nascita e sviluppo dell'astrometria . . . . .                 | 1         |
| 1.2 Le distanze in astrofisica . . . . .                          | 3         |
| 1.2.1 Unità di misura astronomiche . . . . .                      | 4         |
| <b>2 Metodi Diretti</b>   | <b>5</b>  |
| 2.1 Astrometria radar . . . . .                                   | 5         |
| 2.2 Metodi geometrici cinematici . . . . .                        | 5         |
| 2.2.1 Parallasse trigonometrica . . . . .                         | 6         |
| 2.2.2 Tecnica degli ammassi mobili . . . . .                      | 7         |
| <b>3 Metodi Indiretti</b>   | <b>8</b>  |
| 3.1 Calibratori primari . . . . .                                 | 8         |
| 3.1.1 Cande standard: Stelle variabili e Supernovae . . . . .     | 8         |
| 3.1.2 Main Sequence Fitting . . . . .                             | 11        |
| 3.1.3 Parallasse spettroscopica . . . . .                         | 12        |
| 3.2 Calibratori secondari . . . . .                               | 13        |
| 3.2.1 Relazione di Tully-Fisher . . . . .                         | 13        |
| 3.2.2 Legge di Faber-Jackson, Kormendy e $D_n - \sigma$ . . . . . | 13        |
| 3.2.3 Legge di Hubble-Lemaître . . . . .                          | 14        |
| <b>4 Conclusioni</b>  | <b>15</b> |
| <b>Bibliografia</b>   | <b>16</b> |

## Abstract

La conoscenza della distanza degli oggetti celesti riveste un ruolo fondamentale per quanto concerne l'astrofisica, poiché permette di comprendere la loro grandezza, la loro luminosità e, talvolta, la loro età. In aggiunta a ciò, mediante lo studio di tali distanze astronomiche, è stato possibile acquisire nel tempo una sempre maggiore cognizione della dimensione, della struttura e delle proprietà fondamentali del nostro Universo.

Sebbene effettuare misurazioni in questo campo sia un compito alquanto arduo, in quanto non è possibile stabilire in maniera diretta e assoluta tutte le distanze, da quelle entro il Sistema Solare fino a quelle extragalattiche, gli astronomi sono stati in grado di sviluppare un insieme di metodi di misurazione consequenziali, ognuno calibrato su quello precedente. L'astrometria ha pertanto istituito quella che è la *scala delle distanze cosmiche*, nonché l'argomento trattato all'interno di questa tesi.

Questa scala consta di due tipi di metodi di misurazione: i **metodi diretti** e i **metodi indiretti**. I primi, che rappresentano il "gradino" di partenza, sono indipendenti tra loro e non necessitano di calibrazioni, mentre i secondi sono interdipendenti e ognuno di essi necessita di essere calibrato sul metodo precedente. I metodi indiretti, poi, si dividono a loro volta in calibratori primari e secondari: quelli primari sono calibrati a partire dai metodi diretti, mentre quelli secondari sono calibrati a partire dai primari e sono quindi i meno precisi. Ovviamente, gli errori nelle misure vanno sommati man mano che si procede lungo la scala, a causa della propagazione degli stessi.

Lo scopo di questo elaborato è quindi quello di andare ad indagare come funzionano e come è possibile utilizzare i metodi di misurazione astronomica sopracitati, partendo dall'astrometria radar fino ad arrivare alla stima delle distanze cosmologiche mediante la legge di Hubble-Lemaître.

# Capitolo 1

## Introduzione

### 1.1 Nascita e sviluppo dell'astrometria

Sin dall'antichità, l'astronomia è stata fra le prime scienze naturali a svilupparsi in pressoché tutti i popoli del mondo. Infatti, la rilevazione dei movimenti di stelle e pianeti nel cielo era il modo migliore per tenere traccia del tempo. Questa disciplina, poi, si avvicinò anche alla misurazione delle posizioni dei corpi celesti, prendendo le vesti di quella che oggi viene chiamata astrometria<sup>1</sup>.

La nascita dell'astrometria si può far risalire agli studi di *Aristarco di Samo*, astronomo greco del III secolo a.C., che cercò di misurare la distanza relativa del Sole e della Luna dalla Terra. Nel momento in cui la Luna è in quadratura, ossia è illuminata esattamente per metà dal Sole, l'angolo Terra-Luna-Sole è retto, come mostrato in Figura 1.1. Andando quindi a misurare l'angolo Luna-Terra-Sole, si può dedurre

per differenza l'angolo Terra-Sole-Luna. Calcolando il seno di quest'ultimo angolo, si ottiene il rapporto tra la distanza tra Terra e Luna e tra Terra e Sole, secondo la nota relazione trigonometrica. Tuttavia Aristarco sbagliò la misura dell'angolo Luna-Terra-Sole, stimando così che il Sole fosse 19 volte più lontano della Luna, anziché 382 volte, come sarebbe risultato utilizzando il valore corretto. Nonostante l'errore, la misura di Aristarco segna un punto di svolta importante, ossia la possibilità di ottenere la distanza dei corpi celesti a partire dalle osservazioni.

Un secolo più tardi, *Ipparco di Nicea* raggiunge per primo una stima della misurazione della distanza Terra-Luna, ottenendo un valore di 390 000 *km* (contro i 384 000 *km* medi), mentre quella che fece per determinare la distanza fra Terra e Sole fu estremamente imprecisa. Per quest'ultima si dovette attendere fino al XVII secolo, epoca straordinariamente florida per l'astronomia, in quanto venne inventato il telescopio e prese piede la teoria eliocentrica, che venne ampiamente accettata. Fu *Giovanni Cassini* che nel 1672 stimò per primo la distanza fra Terra e Marte: egli misurò Marte da Parigi, mentre un suo collega

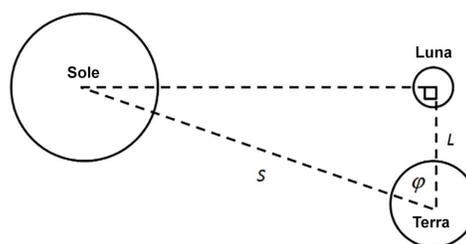


Figura 1.1: Disegno raffigurante la misura di Aristarco (Fonte: <http://medium.com>)

<sup>1</sup>Branca dell'astronomia che si occupa di misurazioni, distanze e movimenti di stelle e corpi celesti.

compiva la stessa osservazione dalla Guyana francese. Comparando queste misurazioni simultanee, essi stimarono la parallasse<sup>2</sup> di Marte e di conseguenza la sua distanza dalla Terra. Questa misurazione fornì la prima stima concreta delle dimensioni del Sistema Solare, che si scoprì essere 20 volte più grande di quanto gli antichi Greci avevano indicato.

Nel 1718, *Edmond Halley* si accorse per primo che, confrontando la posizione delle stelle riportate su un antico catalogo, alcune di esse si erano notevolmente spostate: spiegò tali spostamenti con il concetto di moto proprio stellare, nonché la proiezione della velocità sulla sfera celeste. Grazie a questa scoperta l'astronomo *Wilhelm Struve* riuscì a misurare la parallasse di una stella, tuttavia il primato fu attribuito a *Friedrich Bessel*, che misurò la parallasse di 61 Cygni A, stella con un elevato moto proprio.

Con l'avvento della spettroscopia e della fotografia alla fine del XIX secolo, l'astrometria subì notevoli miglioramenti: si ricorda la scoperta della relazione periodo-luminosità delle Cefeidi nella Piccola Nube di Magellano da parte di *Henrietta Leavitt*, da cui è stato possibile ottenere informazioni sulla distanza, così come l'intuizione di *Edwin Hubble* circa la natura extragalattica delle nebulose e l'espansione accelerata dell'Universo.

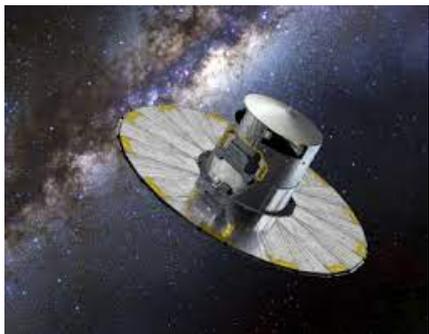


Figura 1.2: Satellite Gaia (Fonte: Agenzia Spaziale italiana)

L'ultima grande rivoluzione avvenuta in astrometria fu la spedizione in orbita di satelliti artificiali; questi avrebbero, infatti, permesso osservazioni migliori, prive di disturbi causati dalla turbolenza atmosferica. Nel 1989, venne lanciato il satellite *Hipparcos* che riuscì a fornire parallasse e moto proprio di 117 955 stelle con grandissima precisione, permettendo di arrivare ad esplorare fino a distanze di 400 anni luce<sup>3</sup>. Le distanze stellari, calibrate sulla misurazione della parallasse di Hipparcos, hanno

permesso agli astronomi di dimostrare che l'Universo era, in realtà, più vecchio dei più antichi ammassi globulari, fino ad allora scoperti, e quindi di correggere la sua età.

Infine, nel 2013, è stato lanciato dall'ESA il satellite *Gaia* (Figura 1.2), in grado di determinare le distanze di stelle lontane 30 000 anni luce, con una precisione di 10 microarcosecondi<sup>4</sup>. Questa missione ha il potenziale di studiare la velocità di circa un miliardo di stelle della nostra Galassia e del Gruppo Locale, andando a combinare il loro moto proprio con la loro velocità radiale, ossia la velocità perpendicolare al moto proprio, così da andare a ricostruire, in modo particolare, le traiettorie passate delle stelle nella Via Lattea ed acquisire informazioni sulla sua dinamica e struttura. Con future missioni, come *Jasmine*, dell'agenzia spaziale giapponese JAXA, si dovrebbero raggiungere precisioni del nanoarcosecondo.

<sup>2</sup>Metodo trattato nel Capitolo 2.

<sup>3</sup>Unità di misura definita nella sezione 1.2.1

<sup>4</sup>Il secondo d'arco è una quantità che corrisponde a 1/3600 di grado.

## 1.2 Le distanze in astrofisica

Le osservazioni astronomiche, effettuate mediante l'utilizzo di un telescopio, forniscono agevolmente l'ascensione retta e la declinazione<sup>5</sup> di un qualsiasi oggetto; esse sono quantità che specificano in modo accurato la sua posizione sulla superficie della sfera celeste. Tuttavia, la terza quantità, che va ad individuare tale oggetto tridimensionalmente, nonché la sua distanza, non è ottenibile per mezzo di sue semplici osservazioni dirette. Quest'ultima ricopre un ruolo centrale in astrofisica, poiché osservando sempre più lontano nello spazio è possibile osservare oggetti sempre più vecchi.

Le uniche informazioni di cui dispone l'astrometria sono i rapporti tra dimensioni reali ed apparenti di un oggetto celeste e l'affievolimento della sua luminosità, studiata mediante l'analisi della radiazione elettromagnetica che giunge sulla Terra. Queste grandezze, che sono rispettivamente definite come *righelli* e *candele standard*, sono indispensabili per i metodi di misurazione utilizzati per lo sviluppo della *scala delle distanze cosmiche*<sup>6</sup> (CDL<sup>7</sup>).

Tali metodi possono essere suddivisi in:

- **Metodi diretti**, detti anche metodi geometrici: permettono di calcolare le distanze per mezzo di righelli standard e relazioni geometriche. Di questi verranno analizzati il metodo dell'astrometria radar e i metodi geometrici cinematici, tra cui la parallasse trigonometrica e la tecnica degli ammassi mobili, basati sull'utilizzo dei righelli standard.
- **Metodi indiretti**: permettono di calcolare le distanze facendo largamente ricorso alle candele standard. Questi metodi non sono accurati come i precedenti; infatti, la loro precisione diminuisce all'aumentare della distanza che si vuole misurare. A loro volta, questi metodi possono essere divisi in:
  - *Calibratori primari*, regolati a partire dai metodi diretti. Di questi verranno analizzate le stelle variabili (in particolare le Cefeidi e le RR Lyrae), le Supernovae, il Main Sequence Fitting e la Parallasse Spettroscopica.
  - *Calibratori secondari*, regolati a partire dai calibratori primari. Di questi verranno analizzate la relazione di Tully-Fisher, la legge di Faber-Jackson, la legge di Kormendy, la  $D_n - \sigma$  e la legge di Hubble-Lemaître.

---

<sup>5</sup>Ponendosi in un sistema di coordinate equatoriali.

<sup>6</sup>E' l'insieme di tutti i metodi utilizzati per misurare le distanze astronomiche.

<sup>7</sup>In inglese, *Cosmic Distance Ladder*.

## 1.2.1 Unità di misura astronomiche

Al fine di orientarsi all'interno della scala delle distanze astronomiche, è stato opportuno definire nuove unità di misura di lunghezza, in quanto l'utilizzo del chilometro sarebbe risultato sconveniente e poco pratico.

Le principali unità di misura astronomiche utilizzate oggi sono:

- **Anno-Luce (al)**: è la distanza che un fotone percorre nel vuoto in assenza di campo gravitazionale o magnetico in un anno giuliano<sup>8</sup>

$$1 \text{ al} \approx 9.461 \cdot 10^{15} \text{ m}$$

Esso viene prettamente utilizzato in ambito divulgativo.

- **Unità Astronomica (UA)**: rappresenta la distanza media tra Terra e Sole e dal 2012 l'IAU<sup>9</sup> ha definito il suo valore esatto

$$1 \text{ UA} = 1.495978707 \cdot 10^{11} \text{ m}$$

L'Unità Astronomica viene utilizzata per distanze entro e poco oltre i confini del Sistema Solare.

- **Parsec (pc)**: è definito come la distanza che avrebbe un astro se avesse, rispetto alla Terra, una parallasse annua di 1 secondo d'arco e corrisponde a

$$1 \text{ pc} = 3.0857 \cdot 10^{16} \text{ m}$$

ed equivalentemente

$$1 \text{ pc} = 3.26 \text{ al} = 206265 \text{ UA}$$

Il Parsec è l'unità di misura più comunemente utilizzata e diffusa in ambito scientifico e di ricerca astronomica.

---

<sup>8</sup>Ha una durata di 365.25 giorni, ovvero pari a 31 557 600 secondi.

<sup>9</sup>In inglese, Unione Astronomica Internazionale.

# Capitolo 2

## Metodi Diretti

In questo secondo capitolo verranno presentati i metodi diretti, ovvero quei metodi che ricorrono all'utilizzo di osservazioni dirette per stimare la distanza di oggetti astronomici. Essi sono pertanto i più precisi, e, grazie a ciò, sono di conseguenza indipendenti l'uno dall'altro; vanno quindi a costituire il primo step della CDL.

### 2.1 Astrometria radar

Il metodo dell'**astrometria radar** si basa sull'impiego della riflessione della radiazione elettromagnetica, nel regime radio, della quale si analizza il segnale di ritorno. L'utilizzo di segnali con tali lunghezza d'onda è motivato dal fatto che, poiché le misurazioni vengono effettuate dalla Terra, l'atmosfera terrestre è otticamente trasparente alle onde radio e pertanto il segnale non viene da essa (completamente) assorbito.

Le immagini radar ottenute forniscono informazioni circa la forma e le proprietà delle superfici dei corpi solidi contro cui si imbattono, con risultati non ottenibili attraverso altri strumenti sulla Terra, ed esse possono essere ottenute mediante trasmissioni impulsive o ad onda continua.

Poiché la radiazione elettromagnetica si propaga in linea retta e si muove di moto rettilineo uniforme, assumendo il valore costante di  $299\,792\,458\text{ m/s}$  ( $c$ ), è sufficiente misurare il tempo di propagazione del segnale per determinare la distanza dell'oggetto. Quest'ultimo deve essere dimezzato, perché la radiazione ha percorso la distanza Terra-oggetto due volte, di conseguenza la distanza risulta essere:

$$D = c \cdot \frac{t}{2} \tag{2.1}$$

Questo metodo è, però, limitato dal fatto che l'intensità del segnale ricevuto è inversamente proporzionale alla quarta potenza della distanza. A causa di ciò, l'astrometria radar non si può applicare per oggetti che si trovano oltre il Sistema Solare.

### 2.2 Metodi geometrici cinematici

I metodi geometrici si basano sull'applicazione di note relazioni trigonometriche. Essi vengono anche definiti cinematici, poiché sfruttano i cambiamenti di posizione dell'osservatore o degli oggetti osservati per la determinazione della distanza di questi ultimi.

## 2.2.1 Parallasse trigonometrica

Con **parallasse trigonometrica** si fa riferimento al fenomeno che dà origine ad una differenza apparente di coordinate di un oggetto astronomico sulla sfera celeste, dovuta alla diversa posizione della Terra durante la sua orbita. Ciò è tanto più apprezzabile quanto l'oggetto, solitamente una stella, si trova più vicino alla Terra.

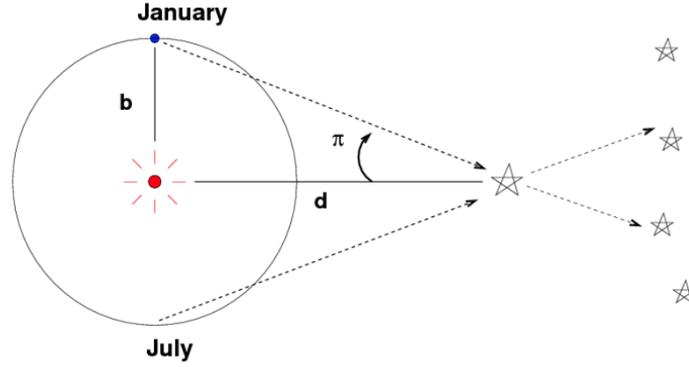


Figura 2.1: Rappresentazione del fenomeno di parallasse dalla Terra (Fonte: Michael Richmond)

Prendendo in considerazione la schematizzazione riportata in Figura 2.1, si approssima il moto di rivoluzione della Terra attorno al Sole con una circonferenza di raggio  $b$ , pari ad 1 UA, e si denota con  $d$  la distanza che intercorre tra il Sole e una stella. Con una differenza di 6 mesi, si vanno a compiere due osservazioni circa la posizione di tale stella, che risulterà apparire in due punti diversi rispetto allo sfondo delle altre stelle fisse. La metà dell'angolo di tale spostamento apparente è detto *parallasse* (denotato in Figura 2.1 con  $\pi$ ).

Considerando quindi il triangolo retto formato da Terra, Sole e stella, la distanza  $d$  risulta essere:

$$d = \frac{b}{\tan \pi} \simeq \frac{b}{\pi} \quad (2.2)$$

dove  $\tan \pi$  è stato approssimato a  $\pi$ , poiché gli angoli di parallasse sono inferiori all'arco-secondo, e  $\pi$  è espresso in radianti.

Sapendo che  $1 \text{ rad} = 57.3^\circ$  e che  $1^\circ = 3600 \text{ arcsec} = 3600''$ , allora si trova facilmente che  $1 \text{ rad} = 206265''$ . Ora, effettuando una semplice proporzione, l'angolo di parallasse espresso in radianti risulterà essere pari a:

$$\pi[\text{rad}] = \frac{\pi[\text{arcsec}]}{206265} \quad (2.3)$$

Sostituendo la (2.3) nella (2.2) si ottiene:

$$d = \frac{206265 b}{\pi[\text{arcsec}]} = \frac{206265 b}{\pi''} \quad (2.4)$$

Infine, volendo esprimere la distanza in parsec:

$$d_{pc} = 206265 \cdot \left( \frac{1.495978707 \cdot 10^{11} \text{ m}}{3.0857 \cdot 10^{16} \text{ m}} \right) \cdot \frac{1}{\pi''} = \frac{1}{\pi''} \Rightarrow d_{pc} = \frac{1}{\pi''} \quad (2.5)$$

Si può pertanto concludere che la misura dell'angolo di parallasse, espresso in arcosecondi, ci fornisce direttamente la distanza in parsec. Questo metodo può essere utilizzato solo per stelle abbastanza vicine, proprio perché oltre ad una certa distanza la parallasse diventa così piccola da non poter essere più rilevata. Le stelle più lontane di 100 parsec possono essere, invece, misurate utilizzando strumenti a bordo di un satellite in orbita; due esempi sono le missioni Hipparcos e Gaia.

## 2.2.2 Tecnica degli ammassi mobili

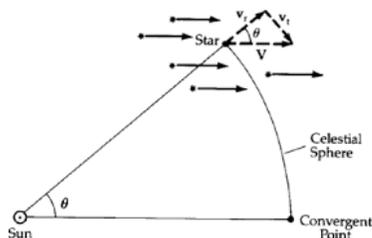


Figura 2.2: Schema della tecnica degli ammassi mobili (Fonte: <http://burro.cwru.edu>)

La **tecnica degli ammassi mobili** è un metodo applicabile agli ammassi stellari<sup>1</sup>, in particolare agli ammassi aperti, per poterne misurare la distanza. L'ammasso più noto su cui è stata applicata questa tecnica è quello delle *Iadi*, nella costellazione del Toro.

Dal momento in cui le stelle appartenenti agli ammassi stellari sono gravitazionalmente legate tra loro, esse si muovono collettivamente e i loro moti propri convergono tutti in un unico punto nel cielo, detto punto di convergenza. Poiché l'angolo tra tale punto e l'ammasso, misurato dal Sole, denotato con  $\theta$  in Figura 2.2, è lo stesso angolo tra la linea di vista dell'ammasso e il vettore velocità dell'ammasso stesso, si può dire che:

$$\tan\theta = \frac{v_t}{v_r} = \frac{4.74\mu d}{v_r} \quad (2.6)$$

dove  $v_t$  è la velocità tangenziale,  $v_r$  la velocità radiale in  $km/s$ ,  $\mu$  il moto proprio in arcosecondi all'anno e  $d$  la distanza in parsec. Poiché  $v_r$  è misurabile mediante l'effetto Doppler e  $\mu$  e  $\theta$  sono misurabili tramite osservazioni dirette, si perviene alla formula per la distanza:

$$d = \frac{\tan\theta v_r}{4.74\mu} \quad (2.7)$$

Questa tecnica necessita di ammassi non troppo distesi e non troppo distanti; infatti, essa risulta efficace per la misurazione delle *Iadi* che si trovano a 46 parsec dalla Terra.

<sup>1</sup>Si tratta di un gruppo di stelle, nate dalla stessa nebulosa e con stessa composizione chimica, molto denso.

# Capitolo 3

## Metodi Indiretti

In questo terzo capitolo verranno presentati i metodi indiretti, ovvero tutti quei metodi che non fanno ricorso ad osservazioni dirette, ma che, invece, si basano sull'indagine di caratteristiche secondarie degli oggetti di cui si vuole rilevare la distanza. Essi hanno bisogno pertanto di calibrazioni derivanti dall'uso di altre tecniche e quindi non si possono considerare indipendenti l'uno dall'altro.

I metodi indiretti costituiscono così il secondo step della CDL e si distinguono a loro volta in calibratori primari e secondari.

### 3.1 Calibratori primari

Questi metodi sono calibrati a partire dai metodi diretti e, di conseguenza, la loro precisione dipende dall'accuratezza di questi ultimi. In modo particolare, essi si basano sull'analisi della variazione di luminosità degli oggetti osservati.

#### 3.1.1 Candele standard: Stelle variabili e Supernovae

Con *candele standard* si intende una classe di oggetti astronomici di cui si conosce la magnitudine assoluta ( $M$ )<sup>1</sup> ed è la stessa per lo stesso tipo di candela standard. Sono oggetti estremamente importanti, in quanto una volta misurata la loro magnitudine apparente ( $m$ )<sup>2</sup>, si può risalire alla loro distanza ( $d$ ), grazie al cosiddetto **modulo di distanza** ( $\mu$ ), derivante dalla legge dell' $1/r^2$ :

$$\mu = m - M = 5 \log(d) - 5 \quad (3.1)$$

Da cui appunto, invertendo la formula, si ottiene:

$$d = 10^{\frac{m-M+5}{5}} = 10^{0.2\mu+1} \quad (3.2)$$

---

<sup>1</sup>E' la magnitudine apparente che un oggetto avrebbe se si trovasse ad una distanza dall'osservatore di 10 pc.

<sup>2</sup>E' la misura della luminosità di un corpo rilevabile dalla Terra.

Le candele standard più comuni in astrofisica sono:

- Le *stelle variabili*: sono stelle che nel tempo presentano un cambiamento di luminosità o magnitudine. Infatti, tale variazione può essere causata da un effettivo cambiamento nella luminosità emessa dalla stella stessa, e in tal caso si parla di variabili intrinseche, oppure da un cambiamento quantitativo della radiazione che giunge sulla Terra, in questo caso si parla di variabili estrinseche (a eclisse).  
Le variabili intrinseche si possono classificare in base alla forma della loro curva di luce, alla loro classe spettrale e ai loro moti radiali, dividendosi in variabili rotanti, eruttive e pulsanti. Le più interessanti, al fine di questa trattazione, sono le variabili pulsanti, ossia stelle che manifestano successive espansioni e contrazioni degli strati esterni, dovute a differenze periodiche di temperatura. Sono principalmente stelle giganti e supergiganti, in stadi instabili, che per specifiche combinazioni di raggio e temperatura vanno ad occupare la *striscia di instabilità* sul diagramma H-R<sup>3</sup>. Tra queste si annoverano le **Cefeidi** e le **RR Lyrae**.
- Le *Supernovae*(SNe): sono esplosioni stellari molto luminose, che causano un'emissione di radiazione che può per brevi periodi superare quella di un'intera galassia. La classificazione basata sul processo di esplosione ne individua due tipi: le SNe Termonucleari e le SNe Core-Collapse. Tra queste due tipologie, solo le prime, dette anche **Supernovae di tipo Ia**, sono candele standard.

## Cefeidi

Le Cefeidi, il cui nome deriva da  $\delta$  Cephei, sono supergiganti della classe spettrale F-K, con periodi regolari di variazione di luminosità compresi tra 1 e 50 giorni e ampiezze che vanno da 0.1 a 2.5 magnitudini.

Nel 1908, l'astrofisica Henrietta Leavitt, studiando alcune stelle variabili della Piccola Nube di Magellano, scoprì che 16 di queste erano accomunate da una relazione osservativa che lega la luminosità di tali stelle al loro periodo, pubblicando così nel 1912 i risultati presenti in Figura 3.1. Ella notò, infatti, che il periodo di tali stelle era tanto più lungo quanto maggiore era la loro luminosità; realizzando quindi un grafico periodo-luminosità, rispettivamente posti su ascisse e ordinate, si accorse che era presente una relazione crescente positiva.

Quindi, empiricamente, si trova che la magnitudine assoluta, in banda  $V^4$ , è pari a:

$$M_V = A + B \log(P) + C(B - V) \quad (3.3)$$

<sup>3</sup>Si veda la sezione 3.1.2.

<sup>4</sup>Secondo il sistema fotometrico di Johnson, è il filtro utilizzato per le osservazioni nel visibile.

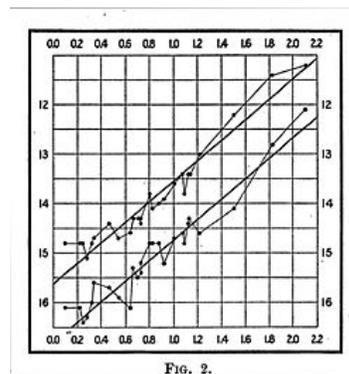


Figura 3.1: Grafico originale realizzato da H. Leavitt (Fonte: <http://wikipedia>)

dove  $P$  è il periodo,  $A, B$  e  $C$  sono costanti (che in parte dipendono anche dalla metallicità<sup>5</sup> della stella) e  $(B-V)$  è l'indice di colore, che dipende dalla temperatura della stella secondo la seguente relazione:

$$B - V \approx -2.5 \log \left( e^{-\frac{6589}{T}} \right) + \text{cost.} \quad (3.4)$$

Pertanto, una volta ottenuta la magnitudine assoluta tramite la (3.3) e misurata la magnitudine apparente, si inseriscono nella relazione (3.2) per determinare la distanza di tali stelle. Le Cefeidi sono stelle che si possono trovare anche in galassie diverse dalla nostra e, quindi, questo metodo permette di ricavare distanze fino a qualche decina di megaparsec ( $\simeq 30 \text{ Mpc}$ ).

## RR Lyrae

Le RR Lyrae, denominazione derivante dall'omonima stella situata nella costellazione della Lira, sono stelle simili alle Cefeidi, ma le loro luminosità sono inferiori.

Sono stelle vecchie, di popolazione II, quindi molto povere di metalli, e comuni negli ammassi globulari dell'alone galattico, di cui costituiscono circa il 90% delle stelle variabili; hanno pertanto tutte circa la stessa età, massa e fase evolutiva. La loro massa è di circa  $0.7 M_{\odot}$  e il loro periodo di pulsazione varia tra alcune ore e un giorno, con un'ampiezza nella curva di luce di 0.1-2 magnitudini.

A differenza delle Cefeidi, la loro magnitudine assoluta in banda V si può considerare pressoché costante, pari a:

$$M_V = 0.75 \pm 0.1 \quad (3.5)$$

Pertanto, come effettuato per le Cefeidi, è sufficiente misurare la magnitudine apparente da inserire nella (3.2) per risalire alla loro distanza. Diversamente dalle Cefeidi, le RR Lyrae non possono essere utilizzate come calibratori di distanze su scale extragalattiche, ma permettono di fissare la distanza degli ammassi globulari galattici.

## Supernovae di tipo Ia

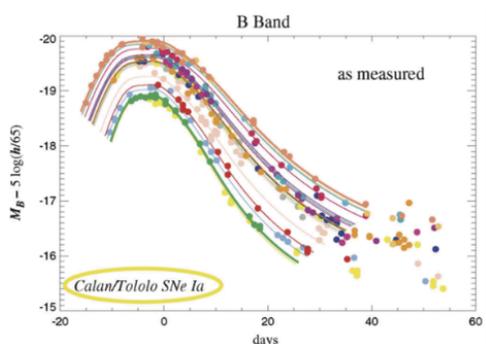


Figura 3.2: Curve di luce delle SNe Ia (Fonte: <http://researchgate.net>)

Una Supernova di tipo Ia è una Supernova originata dall'esplosione di una nana bianca, ossia una stella di piccola massa nella sua ultima fase evolutiva.

Nel momento in cui questa stella si trova in un sistema binario assieme ad una gigante rossa, quest'ultima inizia ad accrescere gas sulla compagna, ingrandendola. Quando la nana bianca supera la massa limite di Chandrasekhar, ossia supera le  $1.44 M_{\odot}$ , il suo equilibrio idrostatico è compromesso. La contrazione innesca reazioni

<sup>5</sup>Quantità che indica la presenza di elementi diversi da idrogeno ed elio in una stella.

termonucleari che fondono carbonio e ossigeno in ferro e nichel, rilasciando sufficiente energia per far esplodere completamente la stella, disintegrandola. Osservando il diagramma magnitudine-tempo, questa categoria di Supernovae produce un picco di luminosità che si presenta pressoché simile in tutte le esplosioni di questo tipo, a causa dell'uniformità delle masse delle nane bianche al momento dell'esplosione (Figura 3.2); esse sono quindi candele standard facilmente parametrizzabili. La loro magnitudine assoluta, in banda B<sup>6</sup>, risulta essere:

$$M_B = -19.1 \pm 0.3 \quad (3.6)$$

Analogamente alle altre candele standard precedentemente descritte, una volta osservata la magnitudine apparente, si utilizza la relazione (3.2) per ricavare la distanza.

Questo metodo arriva a stimare distanze fino a 1000 Mpc e si può calibrare attraverso l'osservazione di Cefeiidi nella stessa galassia ospite, ma è limitato dal fatto che la frequenza di avvenimento di questo tipo di Supernovae è di circa una volta al secolo e per individuarle è necessario osservare grandi porzioni di cielo.

### 3.1.2 Main Sequence Fitting

Il metodo di **Main Sequence Fitting** viene utilizzato per la determinazione della distanza degli ammassi stellari e si basa sull'utilizzo del diagramma H-R, ideato da Hertzsprung e Russel nel 1910. Questo grafico mette in relazione la temperatura con la luminosità delle stelle (espressa sia in termini di magnitudine apparente sia assoluta), quantità che dipendono strettamente dalle caratteristiche intrinseche di queste ultime, ossia da età, massa e composizione chimica.

Gli ammassi stellari presentano stelle gravitazionalmente legate, tutte formate nello stesso momento dalla stessa nube di gas e polveri, e i risultati riportano che il 90% di esse si trovano sulla *sequenza principale* del diagramma H-R, ossia in una regione centrale del grafico, disposta in direzione diagonale. Questa tecnica va, dunque, a mettere a confronto la posizione della sequenza principale dell'ammasso di cui si vuole indagare la distanza, andandolo a piazzare sul diagramma H-R, dove la magnitudine apparente funge da variabile posta sulle ordinate, con la posizione della sequenza principale di un ammasso di cui sappiamo già la magnitudine assoluta e di conseguenza anche la distanza, ottenuta grazie ad altri metodi. Viene, infatti, sovente

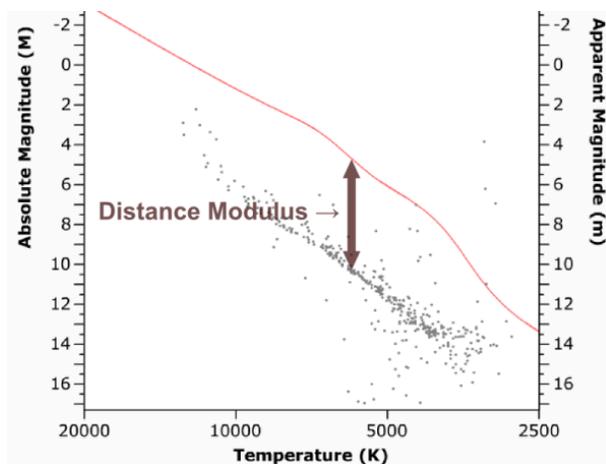


Figura 3.3: Modulo di distanza sul diagramma H-R (Fonte: <https://astro.unl.edu>)

<sup>6</sup>Secondo il sistema fotometrico di Johnson, è il filtro utilizzato per le osservazioni nei dintorni della frequenza del blu.

utilizzato l'ammasso delle Iadi, la cui distanza è nota grazie alla tecnica degli ammassi mobili. Sul diagramma H-R si ottengono così due sequenze principali appartenenti ai due ammassi presi in considerazione; la loro differenza verticale in posizione coincide con il modulo di distanza ( $\mu$ ) (come si può osservare in Figura 3.3). Pertanto una volta ottenuto tale valore, può essere inserito nella relazione (3.2) per determinare così la distanza dell'ammasso.

Le difficoltà che si possono riscontrare utilizzando questa tecnica sono dovute dal fatto che non tutti gli ammassi presentano un numero considerevole di stelle, mostrando così una sequenza principale molto ridotta e quindi difficilmente utilizzabile per il calcolo della distanza. Oppure è possibile che alcuni ammassi presentino stelle già in stadi evolutivi successivi e che quindi non apparirebbero sulla sequenza principale.

### 3.1.3 Parallasse spettroscopica

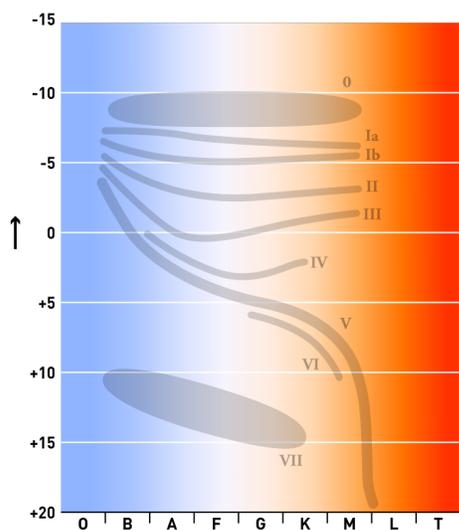


Figura 3.4: Classificazione di Yerkes posta sul diagramma H-R (Fonte: <https://wikipedia>)

La **parallasse spettroscopica** è un metodo che non ha a che fare con il metodo geometrico della parallasse; tale termine è presente storicamente per indicare il fatto che si tratta di un metodo di misurazione per le distanze astronomiche. Questa tecnica richiede la conoscenza dello spettro della stella presa in esame, contenente informazioni circa la forma e il tipo delle righe spettrali, oltre che della sua magnitudine apparente ottenibile dalle osservazioni, in modo tale da risalire alla sua magnitudine assoluta. In primo luogo, lo studio dell'allargamento delle righe spettrali di una stella permette di dedurre la sua *classe di luminosità*; con tale termine si fa riferimento alla classificazione di Yerkes, detta anche MKK, che suddivide le stelle in gruppi da I a V, che denotano, in ordine, le supergiganti (I), le giganti luminose (II), le giganti normali (III), le subgiganti (IV) e le stelle in sequenza principale (V). L'allar-

gamento delle righe spettrali dipende dalla gravità superficiale della stella, data dalla seguente relazione:  $g = \frac{GM}{R^2}$ , dove M è la massa della stella e R il suo raggio. Le osservazioni mostrano che stelle con gravità maggiore presentano righe spettrali più allargate. In secondo luogo, l'analisi del tipo di righe spettrali della stella permette la sua classificazione all'interno del sistema spettrale di Harvard e dunque la si può andare a piazzare all'interno del diagramma H-R. La sovrapposizione delle due informazioni sul diagramma H-R, come riportato in Figura 3.4, fornisce la posizione esatta della stella sullo stesso, potendo così risalire alla sua magnitudine assoluta. Assieme alla sua magnitudine apparente, come detto precedentemente, si può ricavare la distanza utilizzando la relazione (3.2). Il vantaggio di questo metodo è quello di permettere di determinare, sebbene con un margine di 60% di errore, la distanza di stelle isolate, anche fino a decine di kiloparsec.

## 3.2 Calibratori secondari

Questi metodi sono calibrati a partire dai calibratori primari e si basano sulle relazioni strutturali delle galassie o su particolari fenomeni fisici. Costituiscono il punto di arrivo della CDL, ma presentano grandi incertezze nei risultati.

### 3.2.1 Relazione di Tully-Fisher

Nel 1977, Tully e Fisher, osservando le *galassie a spirale*, formulano l'omonima relazione empirica che lega la luminosità di tali galassie con la velocità di rotazione delle nubi di idrogeno al loro interno.

La relazione è stata ottenuta considerando innanzitutto le curve di rotazione<sup>7</sup>, misurate a partire da osservazioni radio della riga a 21 cm dell'idrogeno neutro, di un gruppo galassie a spirale di distanza nota; di queste si va a misurare la velocità di rotazione nella parte piatta del grafico. Avendo, dunque, a disposizione la loro distanza, si risale alla luminosità assoluta delle stelle di tali galassie e realizzando il grafico luminosità-velocità di rotazione (Figura 3.5), ponendo entrambe le quantità in scala logaritmica, si ottiene che:

$$L_{Disco} \propto v_{HI}^{\alpha} \quad (3.7)$$

dove  $\alpha$  è  $\sim 4$ . Questa relazione può essere utilizzata per determinare la distanza delle galassie a spirale; infatti, misurando la curva di una galassia a spirale di distanza ignota, nonché la sua velocità di rotazione, si può risalire alla sua luminosità assoluta ( $L$ ).

Misurando tramite osservazioni la luminosità apparente ( $l$ ), si può ricavare la distanza ( $d$ ) mediante la seguente relazione:

$$L = 4\pi d^2 l \quad \Rightarrow \quad d = \sqrt{\frac{L}{4\pi l}} \quad (3.8)$$

### 3.2.2 Legge di Faber-Jackson, Kormendy e $D_n - \sigma$

In modo analogo alle galassie a spirale, anche per le *galassie ellittiche* esistono delle relazioni empiriche; le cosiddette *leggi di scala*:

- La **legge di Faber-Jackson**, formulata nel 1976, asserisce che la luminosità assoluta delle galassie ellittiche è direttamente proporzionale alla dispersione di velocità osservata delle sue stelle, ossia:

$$L \propto A \sigma_{obs}^4 \quad (3.9)$$

dove  $A$  è una costante. Così come per la Tully-Fisher, tale relazione può essere utilizzata per determinare la distanza della galassia, poiché una volta misurata la

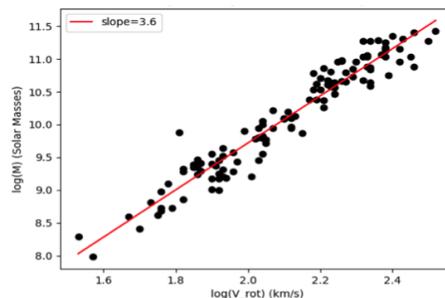


Figura 3.5: Grafico luminosità-velocità di rotazione (Fonte: Duke University Department of Physics)

<sup>7</sup>Funzione che lega la velocità di rotazione di una galassia con il suo raggio.

$\sigma_{obs}$  delle sue stelle e la sua luminosità apparente, è possibile utilizzare la (3.8) per determinare la distanza cercata.

- La **legge di Kormendy** asserisce che la luminosità delle galassie ellittiche è direttamente proporzionale al loro raggio effettivo, ossia il raggio che contiene metà luce della loro immagine:

$$L \propto BR_e^\alpha \quad (3.10)$$

dove B è una costante. Di conseguenza, si può affermare che galassie ellittiche più luminose sono dunque più grandi. A partire da questa relazione posso ottenere la distanza di un'ipotetica galassia ellittica, dividendo la (3.10) per  $R_e^2$ :

$$\frac{L}{R_e^2} \propto B \frac{R_e^\alpha}{R_e^2} \Rightarrow \Sigma \propto B R_e^{\alpha-2} \quad (3.11)$$

dove  $\Sigma$  è una brillantezza superficiale, che in un Universo euclideo è invariante. Una volta ricavato il raggio effettivo dalla (3.11) e l'ampiezza angolare della galassia, mediante osservazioni, è possibile ottenere la distanza di quest'ultima facendo il rapporto di queste due quantità.

- La **legge  $D_n - \sigma_{obs}$**  stabilisce che il raggio effettivo delle galassie ellittiche è direttamente proporzionale alla dispersione di velocità osservata delle loro stelle:

$$R_e \propto C \sigma_{obs} \quad (3.12)$$

dove C è una costante. Quindi galassie ellittiche con dispersione di velocità elevate sono galassie grandi. Come per la legge di Kormendy, ottenuto il raggio effettivo e la grandezza angolare dell'oggetto, è possibile determinarne la distanza.

Con queste leggi è possibile stimare galassie ellittiche distanti fino a  $10^9$  pc.

### 3.2.3 Legge di Hubble-Lemaître

In modo tra loro indipendente, nei primi decenni del secolo scorso, sia Hubble sia Lemaître si accorsero dell'esistenza di una correlazione tra lo spostamento verso il rosso (*redshift*) degli spettri emessi dalle galassie e la loro distanza. Quindi, per l'effetto Doppler, maggiore è la distanza di un oggetto dalla Terra e maggiore sarà la sua velocità di allontanamento. Hubble pubblicò la legge in questi termini:

$$v = H_0 \cdot d \quad (3.13)$$

dove  $v$  è la velocità della galassia,  $d$  la sua distanza e  $H_0$  è la cosiddetta *costante di Hubble* (nonostante non sia uguale in tutti i punti dell'Universo), espressa in  $km/s/Mpc$ , e rappresenta il tasso di espansione dell'Universo.

Riuscendo ad ottenere i valori di velocità di allontanamento di galassie con metodi precedentemente descritti, è possibile andare a ricavare la loro distanza, facendo uso della costante  $H_0$  la cui stima più accurata si considera essere  $71.9 \pm 2.7 km/s/Mpc$ .

Quest'ultimo metodo permette agli astronomi di determinare distanze di oggetti che si trovano al confine dell'Universo osservabile.

# Capitolo 4

## Conclusioni

In questo elaborato sono stati trattati i metodi principali utilizzati per determinare le distanze astronomiche, andando ad evidenziare vantaggi e svantaggi degli stessi, arrivando così alla realizzazione della scala delle distanze cosmiche.

Si noti che, per facilità di trattazione, non sono stati considerati due fenomeni che vanno ad influire sui metodi sopra descritti e che devono essere invece valutati nel caso in cui si vogliano effettuare misurazioni più accurate: l'estinzione della radiazione, causata sia dal mezzo interstellare sia dall'atmosfera terrestre, e l'espansione metrica dello spazio, in quanto l'Universo va espandendosi in modo intrinseco, secondo la metrica FLRW<sup>1</sup>.

Di seguito si riportano una figura riassuntiva della CDL (Figura 4.1) e una tabella contenente gli ordini di grandezza delle distanze massime raggiungibili da ciascun metodo.

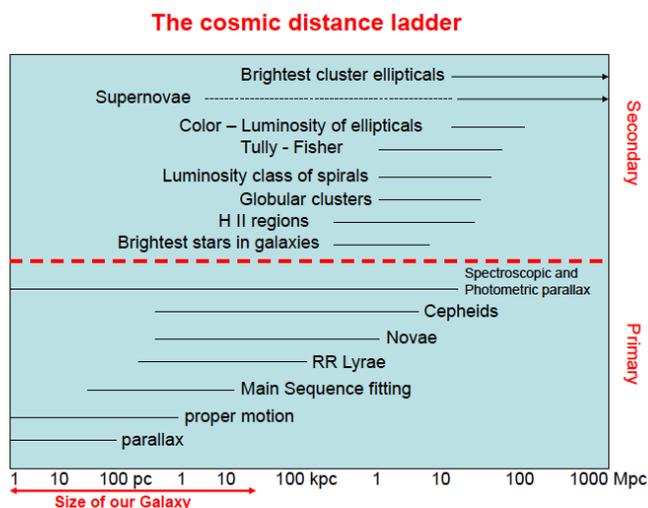


Figura 4.1: Scala delle distanze cosmiche (Fonte: Dispense di Astronomia, Università di Bologna, 2021)

| Distanza massima(pc) | Metodo                                     | Oggetto astronomico                    |
|----------------------|--|--|
| $10^{-4}$            | Astrometria radar                          | Sistema Solare                         |
| $10^3$               | Parallasse trigonometrica                  | Stelle vicine                          |
| $10^5$               | Ammassi mobili e Main Sequence Fitting     | Ammassi stellari nella Via Lattea      |
| $10^7$               | Cefeidi                                    | Galassie vicine                        |
| $10^9$               | Relazione di Tully-Fisher e Leggi di scala | Galassie lontane e ammassi di galassie |
| $10^{10}$            | Legge di Hubble-Lemaître                   | Universo osservabile                   |

<sup>1</sup>Metrica di Friedmann-Lemaître-Robertson-Walker.

# Bibliografia

- [1] Hannu Karttunen, Pekka Kröger, Heikki Oja, Markku Poutanen, and Karl Johan Donner. *Fundamental astronomy*. Springer, 2007.
- [2] Andrea Cimatti. *Astronomia, Appunti e dispense del corso*. Università di Bologna, 2020.
- [3] Paola Focardi. *Storia dell'Astronomia, Appunti e dispense del corso*. Università di Bologna, 2022.
- [4] Daniele Dallacasa. *Processi di Radiazione e MHD, Appunti e dispense del corso*. Università di Bologna, 2022.
- [5] Francesco R. Ferraro. *Astrofisica stellare, Appunti e dispense del corso*. Università di Bologna, 2022.
- [6] Luca Ciotti. *Astrofisica extragalattica, Appunti del corso*. Università di Bologna, 2023.
- [7] Bradley W Carroll and Dale A Ostlie. *An introduction to modern astrophysics*. Cambridge University Press, 2017.
- [8] Sarah Gossan and Christian Ott. Laser interferometer gravitational wave observatory-ligo. *Methods of measuring astronomical distances*, 2012.
- [9] De Grijs Richard. *An introduction to distance measurement in astronomy*. John Wiley & Sons, 2011.