

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

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

SCALA DELLE DISTANZE IN ASTROFISICA

Tesi di Laurea

Presentata da:
Sara Umbri

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

Sessione IV
Anno Accademico 2020/2021

*"La stranezza è nella mente
di chi la percepisce."*
ISAAC ASIMOV

Sommario

In astrofisica, la scala delle distanze cosmiche è l'insieme dei metodi usati per determinare le distanze degli oggetti celesti e quindi le dimensioni dell'Universo. I metodi costituiscono i "gradini" della scala e ognuno di questi viene calibrato utilizzando il "gradino" precedente. Risalendo la scala, perciò, le incertezze sulle distanze si sommano. I metodi diretti sono metodi geometrici che permettono di calcolare le distanze attraverso la geometria, come la parallasse o l'astrometria radar. Essi sono i più precisi, ma non riescono a determinare grandi distanze; costituiscono quindi il primo "gradino" della scala. I metodi indiretti, invece, si basano principalmente sul concetto di candele standard, ovvero di oggetti con una luminosità intrinseca nota. Essi sono divisi in indicatori primari, come le stelle variabili e le supernovae, e in indicatori secondari, come le leggi di scala delle galassie e la legge di espansione dell'Universo. I primi sono calibrati a partire dai metodi geometrici e costituiscono perciò il "gradino" intermedio della scala. I secondi sono calibrati a partire dagli indicatori primari e sono quindi i meno precisi, andando a costituire l'ultimo "gradino" della scala. Essi però possono arrivare a determinare distanze di oggetti ai confini dell'Universo, impossibili da raggiungere altrimenti. Per finire, nella determinazione delle distanze è molto importante considerare il fenomeno dell'estinzione per effettuare stime corrette.

Questo sistema è stato perfezionato e ampliato nel tempo per permettere di rispondere alla domanda *Quanto è grande l'Universo?*

Indice

Introduzione	1
Unità di misura	1
Cenni storici	2
1 Metodi geometrici	4
1.1 Astrometria radar	4
1.2 Parallasse trigonometrica	4
1.2.1 Parallasse secolare e statistica	5
1.3 Metodo degli ammassi in movimento	6
2 Indicatori primari	7
2.1 Fit di sequenza principale	7
2.2 Parallasse spettroscopica	8
2.3 Stelle variabili	10
2.4 Supernovae	11
3 Indicatori secondari	12
3.1 Legge di Tully-Fisher	12
3.2 Piano fondamentale	13
3.3 Legge di Hubble-Lemaître	14
4 Problemi relativi alla stima delle distanze	15
4.1 Problema dell'estinzione	15
4.2 Problema delle distanze cosmologiche	15
Conclusioni	16
A Missione <i>Gaia</i> dell'ESA	17
Bibliografia e Sitografia	19

Introduzione

Il campo dell'astronomia che si occupa di misurare le distanze degli oggetti celesti è l'**astrometria**. La scala delle distanze cosmiche è l'insieme dei metodi usati per determinare queste distanze. Essa è composta da vari "gradini": ogni "gradino" serve per calibrare i successivi. Questo implica che, risalendo la scala, le incertezze sulle distanze si sommano.

Molti di questi metodi coinvolgono l'uso di **candele standard**, ovvero di oggetti con una luminosità intrinseca conosciuta da confrontare con la luminosità apparente. Inoltre, si possono distinguere:

- metodi diretti, corrispondenti ai **metodi geometrici** che permettono di calcolare le distanze direttamente attraverso la trigonometria;
- metodi indiretti, i quali si basano principalmente sul concetto di candele standard e sono a loro volta suddivisi in:
 - **indicatori primari**, calibrati sui metodi geometrici;
 - **indicatori secondari**, calibrati sugli indicatori primari.

Unità di misura

Date le enormi dimensioni dell'Universo è opportuno definire nuove unità di misura per esprimere le distanze astronomiche.

- **Unità Astronomica** (UA): distanza media tra la Terra e il Sole. Si utilizza solo all'interno del Sistema solare.

$$1 UA = 1.496 \cdot 10^8 km$$

- **Anno-Luce** (ly): distanza percorsa in un anno dalla radiazione elettromagnetica che si muove nel vuoto. Si utilizza soprattutto in ambito divulgativo.

$$1 ly = 9.461 \cdot 10^{12} km$$

- **Parsec** (pc): distanza alla quale un'unità astronomica sottende un angolo di un secondo d'arco (parallasse di un secondo d'arco). Si utilizza, insieme ai suoi multipli, in ambito scientifico.

$$1 pc = 3.086 \cdot 10^{13} km$$

$$1 pc = 206265 UA = 3.26 ly$$

Cenni storici

Quanto è grande l'Universo? Già dall'antichità l'uomo iniziò a porsi questa domanda.

La prima misurazione scientifica di una distanza cosmica riguardò le dimensioni della Terra. Nel 240 a.C. circa, Eratostene di Cilene osservò che l'angolo di incidenza dei raggi solari cambiava da Alessandria a Siene e, in base a semplici ragionamenti geometrici, calcolò la curvatura della Terra (e quindi la circonferenza e il diametro) supponendo che essa fosse sferica.

Successivamente, nel 150 a.C. circa, Ipparco di Nicea calcolò la distanza Terra-Luna in funzione del diametro terrestre sulla base del metodo proposto da Aristarco. Infatti, la curvatura dell'ombra della Terra sulla Luna poteva indicare le dimensioni relative dei due oggetti celesti. Aristarco cercò di determinare anche la distanza Terra-Sole ma non riuscì a ottenerne dei valori soddisfacenti. Attraverso il metodo della parallasse geocentrica¹, Claudio Tolomeo, intorno al 150 d.C., confermò il risultato della distanza Terra-Luna. Tuttavia, questi sono gli unici risultati che gli antichi sono riusciti a ottenere; infatti, gli angoli di parallasse degli altri oggetti celesti erano troppo piccoli per poter essere determinati con gli strumenti dell'epoca. La misurazione di questi angoli divenne possibile con l'invenzione del telescopio da parte di Galilei.

Nel 1609 Giovanni Keplero scoprì che era possibile calcolare con precisione le orbite dei pianeti e quindi tracciare una mappa in scala del Sistema solare. Calcolando una distanza qualsiasi tra due pianeti era possibile calcolare tutte le altre distanze. Nel 1673 Gian Domenico Cassini riuscì a misurare la parallasse di Marte e quindi poté calcolare le dimensioni del Sistema solare. Però mancavano ancora le stelle.

Nel 1718 Edmund Halley scoprì il moto proprio delle stelle. Questo però non consentiva di calcolare la loro distanza; tuttavia, le stelle più vicine dovevano presentare una parallasse rispetto quelle più lontane. Negli anni Trenta del XIX secolo Friedrich Wilhelm Bessel riuscì a misurare la parallasse della stella *61 Cygni*, seguito subito dopo da Thomas Henderson con *Alpha Centauri*. Così si riuscirono a determinare le distanze delle stelle più vicine.

Intanto, nel 1785 William Herschel capì che le stelle erano raggruppate in una configurazione a forma di lente (galassia) e cercò di studiarne le dimensioni (supponendo che le stelle avessero tutte la stessa luminosità intrinseca), ma la stima risultò di gran lunga troppo riduttiva. Negli anni successivi altri astronomi cercarono di ottenere stime migliori.

La svolta arrivò con la scoperta delle stelle variabili cefeidi². Nel 1912 Henrietta Leavitt scoprì venticinque cefeidi nella Piccola Nube di Magellano (quindi tutte posizionate alla stessa distanza circa). Negli anni successivi, attraverso la relazione

¹Vedi Capitolo 1

²Vedi Capitolo 2

periodo-luminosità, si determinò la magnitudine assoluta di tutte le cefeidi, ottenendo informazioni sulla distanza.

Nel 1918 Harlow Shapley utilizzò lo stesso metodo con le cefeidi negli ammassi globulari della Via Lattea per determinarne la dimensione. Anche in questo caso la stima non risultò corretta; questa volta però in eccesso: la polvere e il gas oscuravano alcuni degli ammassi studiati, facendo sembrare le cefeidi più distanti di quanto in realtà non fossero. Nel 1926 Jan Oort provò a misurare la velocità di rotazione attorno al centro galattico, partendo dal moto relativo delle stelle. Dalla curvatura delle orbite descritte dalle stelle è possibile determinare la posizione del centro attorno a cui ruotano e questo permise di stimare correttamente la struttura e le dimensioni galattiche.

Negli anni Venti del XX secolo Heber Doust Curtis sostenne che la nebulosa di Andromeda era composta da stelle perché, di tanto in tanto, compariva la luce debolissima di una stella che poteva essere associata a una nova. Nel 1924, grazie al telescopio del Monte Wilson, Edwin Powell Hubble confermò questa teoria e si riconobbe che le nebulose extragalattiche erano in realtà delle galassie.

Durante la Seconda guerra mondiale, si studiò più in dettaglio la galassia di Andromeda e si scoprì che esistevano due tipi diversi di stelle (popolazione I e popolazione II) e che le cefeidi delle due popolazioni avevano una relazione periodo-luminosità diversa. Questo permise di aggiustare la stima della distanza.

Ma la storia non finisce qui: negli anni successivi, nuovi telescopi hanno dimostrato l'esistenza di ammassi e superammassi di galassie, ingrandendo notevolmente l'Universo conosciuto. Grazie a nuovi metodi si sono potute determinare distanze sempre maggiori. Oggi l'Universo osservabile arriva oltre 10 miliardi di anni luce di distanza.

Capitolo 1

Metodi geometrici

Questi metodi utilizzano relazioni geometriche per calcolare direttamente le distanze. Essi sono: astrometria radar, parallasse trigonometrica, altri tipi di parallasse e metodo degli ammassi in movimento.

1.1 Astrometria radar

In questo metodo si spedisce un'onda **radio** verso l'oggetto celeste di cui si vuole determinare la distanza. Le trasmissioni radar possono essere impulsive o ad onda continua.

Inviando un'onda elettromagnetica verso il corpo in questione, è possibile determinarne la distanza misurando il tempo Δt che impiega il segnale per tornare all'osservatore. Conoscendo con precisione la velocità c dell'onda elettromagnetica, si ha che la distanza d è

$$d = c \frac{\Delta t}{2} \quad (1.1)$$

In particolare, utilizzando onde radio, il segnale si propaga nell'atmosfera senza essere assorbito; quindi, è possibile fare osservazioni anche in presenza di corpi celesti con atmosfere opache. Tuttavia, la potenza del segnale è inversamente proporzionale alla quarta potenza della distanza ($P \propto d^{-4}$). Ciò implica che, nonostante sia un metodo estremamente preciso, può essere utilizzato solo su brevi distanze.

Attraverso le immagini radar si possono ottenere informazioni anche su forma e proprietà delle superfici dei corpi solidi analizzati.

1.2 Parallasse trigonometrica

La parallasse è lo spostamento angolare apparente di un oggetto, quando viene osservato da due punti di vista diversi. In pratica, l'oggetto sembra spostarsi rispetto allo sfondo se si cambia il punto di osservazione.

In astronomia, questo può succedere quando si osserva lo stesso oggetto da parti diverse della superficie terrestre. Questo fenomeno viene chiamato **parallasse planetaria geocentrica**, perché gli unici angoli di parallasse che si possono rilevare sono quelli degli altri pianeti del Sistema solare.

Per ingrandire la distanza fra i due punti di osservazione si può sfruttare il moto di rivoluzione della Terra intorno al Sole (Figura 1.1). Quindi, osservando l'oggetto a

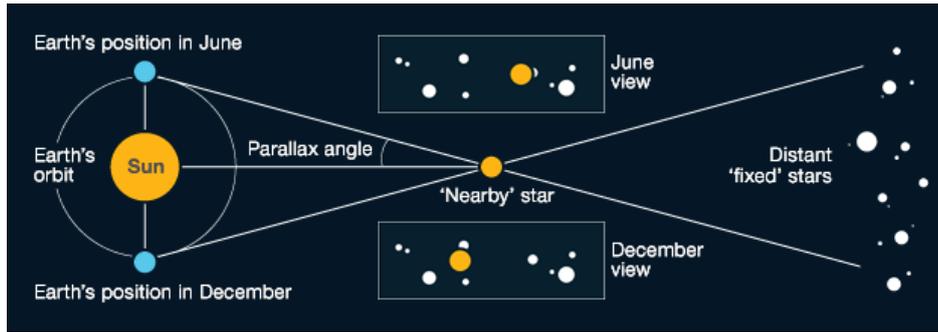


Figura 1.1: Effetto di parallasse dovuto al moto di rivoluzione della Terra intorno al Sole su una stella vicina. FONTE: University of Virginia.

distanza di sei mesi, si può calcolare il suo spostamento angolare apparente π . Esprimendo quest'ultimo in radianti e sfruttando la geometria del sistema, con $r = 1 UA$ (distanza Terra-Sole), si ha

$$\sin \pi = \frac{r}{d}$$

Dal momento che $d \gg r$, π sarà un angolo molto piccolo e si può fare l'approssimazione $\sin \pi \approx \pi$; perciò, la distanza dell'oggetto sarà

$$d = \frac{r}{\pi} \tag{1.2}$$

π viene chiamato **parallasse stellare annua**. Questo metodo consente quindi di determinare la distanza delle stelle più vicine.

La precisione sulla distanza ovviamente dipende dalla precisione con cui si è in grado di stimare l'angolo di parallasse. Per aumentare la precisione e le distanze, una soluzione è quella di utilizzare strumenti a bordo di un satellite in orbita. Questo è stato fatto prima dalla missione *Hipparcos* e ora dalla missione *Gaia* dell'ESA¹.

1.2.1 Parallasse secolare e statistica

Il Sole possiede un moto proprio rispetto al *Local Standard of Rest* (LSR), ovvero un sistema di riferimento rispetto al quale la velocità media delle stelle nei dintorni del Sole, rispetto ad esso, risulta nulla. Il moto del Sole in questo sistema permette di ottenere una distanza maggiore fra i due punti di osservazione necessari per ottenere l'angolo di parallasse.

Il funzionamento rimane quindi uguale, ma, al posto del moto di rivoluzione della Terra, si considera il moto proprio del Sole. La parallasse che si ottiene viene chiamata **parallasse secolare**. L'uso di questo tipo di parallasse però è limitato ai casi in cui l'effetto del moto proprio delle stelle è eliminabile.

Si può misurare la velocità radiale di un gruppo di stelle casuali, assumendo che questa sia una buona stima della velocità trasversale media. In questo modo, è possibile eliminare la componente relativa al moto proprio medio delle stelle dallo spostamento angolare medio osservato. È perciò un metodo statistico e viene chiamato **parallasse statistica**.

¹Vedi Appendice A

1.3 Metodo degli ammassi in movimento

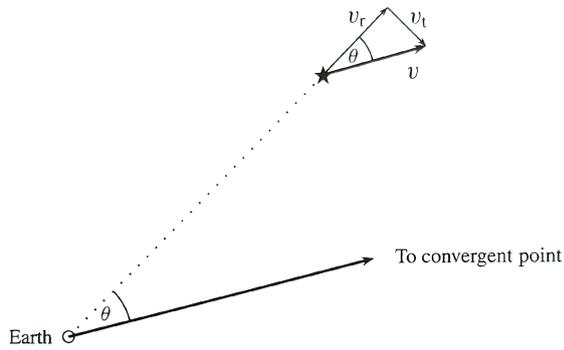


Figura 1.2: Schema del metodo degli ammassi in movimento. FONTE: Springer Praxis.

Questo metodo richiede degli ammassi stellari, in particolare degli ammassi aperti. Infatti, essendo le stelle dell'ammasso fisicamente connesse tra loro, l'ammasso si muoverà coesamente. Questo implica che i moti propri delle stelle che lo compongono convergono (o divergono) in un unico punto per via della prospettiva.

Sfruttando le relazioni trigonometriche, la formula per calcolare la distanza della stella è

$$d = \frac{v_r \tan \theta}{4.74\mu} \quad (1.3)$$

dove θ è l'angolo tra il punto di convergenza e la stella, μ è il moto proprio della stella (in secondi d'arco all'anno) e v_r è la velocità radiale (in km/s) come mostrato in Figura 1.2.

Capitolo 2

Indicatori primari

Questi metodi coinvolgono l'uso del concetto di candele standard e sono calibrati a partire dai metodi geometrici. Essi sono: fit di sequenza principale, parallasse spettrale, stelle variabili (cefeidi, *RR Lyrae* e variabili *Mira*) e supernovae.

Prima di illustrare i vari metodi nel dettaglio, bisogna spiegare il funzionamento delle **candele standard**, ovvero di oggetti con una luminosità intrinseca nota. Il flusso dell'oggetto può essere determinato tramite osservazioni. Esso è definito come

$$F = \frac{L}{4\pi d^2}$$

Invertendo la formula, si può quindi ricavare la distanza dell'oggetto:

$$d = \sqrt{\frac{L}{4\pi F}} \quad (2.1)$$

Se si conosce invece la magnitudine assoluta (al posto della luminosità), dalle osservazioni si ricava la magnitudine apparente. Dopodiché si possono usare entrambe per trovare il modulo di distanza, definito come

$$\mu = m - M = 5 \log \frac{d}{10}$$

A questo punto, si inverte la formula per ricavare la distanza in *pc*:

$$d = 10^{0.2\mu+1} \quad (2.2)$$

2.1 Fit di sequenza principale

Questo metodo consiste nel confrontare i diagrammi HR¹ di due diversi ammassi stellari, uno più vicino di distanza nota (calcolata con i metodi geometrici) e un altro più distante per il quale si vuole determinare la distanza. Nel caso dell'ammasso più

¹Diagramma Hertzsprung-Russell; esso mette in relazione la temperatura superficiale (in ascissa), quindi il tipo spettrale, e la luminosità (in ordinata) delle stelle. Poiché esistono legami tra la temperatura di una stella e il suo indice di colore e tra la luminosità della stessa e la sua magnitudine assoluta (o apparente), si può ottenere una versione diversa del diagramma, denominandolo diagramma colore-magnitudine.

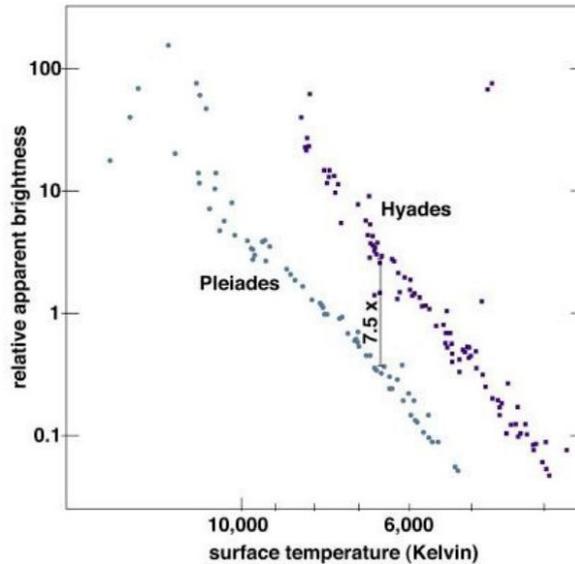


Figura 2.1: Fit di sequenza principale per l’ammasso delle Pleiadi effettuato utilizzando l’ammasso delle Iadi. FONTE: Addison Wesley.

vicino, essendo nota la distanza, si usano le magnitudini assolute delle stelle; mentre per quello più lontano le magnitudini apparenti.

In particolare, si confronta la **sequenza principale**² dei due ammassi (in Figura 2.1 è mostrato un esempio). Essa, infatti, si basa sulle proprietà delle stelle e perciò deve essere la stessa. Questo fa sì che la differenza in magnitudine fra le due sequenze principali possa essere considerata pari al modulo di distanza μ dell’ammasso più lontano. Dopodichè, grazie alla formula (2.2), sarà possibile determinare anche la sua distanza.

Storicamente, l’ammasso di distanza nota usato in questo metodo è l’ammasso delle Iadi per la sua relativa vicinanza alla Terra. Infatti, la sua distanza si può calcolare con il metodo della parallasse trigonometrica.

Tuttavia, gli ammassi stellari possono avere diverse storie evolutive e singole caratteristiche che vanno a modificare la sequenza principale e a rendere meno precisa la stima della distanza.

Ad esempio, ammassi molto vecchi avranno una sequenza principale ridotta dovuta al fatto che le stelle più massive evolvono più in fretta e possono trovarsi a stadi evolutivi successivi. Questo porta ad avere un campione più ristretto di stelle composto proprio dalle stelle meno massive e quindi meno luminose, ovvero più difficili da osservare.

2.2 Parallasse spettroscopica

Questo metodo non ha nulla a che vedere con la parallasse trigonometrica nonostante il suo nome. Il suo funzionamento è simile a quello del fit di sequenza principale.

Infatti, dallo spettro di una stella si possono analizzare le sue righe di assorbimento, dalle quali è possibile determinare il tipo spettrale (e quindi la temperatura) della stella.

²Regione del diagramma HR dove si posizionano le stelle che bruciano idrogeno nel nucleo, ovvero stelle che sono nella prima fase evolutiva.

Questo va a definire la posizione sull'asse orizzontale del diagramma HR. Per ogni tipo spettrale, però, possono corrispondere diversi punti sull'asse verticale del diagramma. In pratica, si hanno diverse **classi di luminosità stellare** distribuite nel diagramma HR come in figura 2.2.

Per capire a quale classe di luminosità appartiene una stella, bisogna studiare l'allargamento delle sue righe spettrali³. Infatti, stelle più piccole (come le stelle nane) avranno una densità superficiale maggiore e perciò righe più larghe, mentre stelle più grandi (come le stelle giganti) avranno una densità superficiale minore e quindi righe più sottili.

Una volta determinato il tipo spettrale e la classe di luminosità di una stella si conosce la sua posizione esatta sul diagramma HR, perciò è possibile ricavare la sua magnitudine assoluta. Quest'ultima dovrà essere confrontata con la magnitudine apparente osservata, trovando così il suo modulo di distanza μ . A questo punto si usa nuovamente la formula (2.2) per trovare la distanza.

Ovviamente questo metodo può portare a grandi errori se usato su una singola stella perché essa potrebbe avere delle particolarità o essere oscurata. Ciò porterebbe a posizionarla erroneamente nel diagramma HR con conseguenze sulla stima della sua magnitudine assoluta.

Quindi, è preferibile utilizzare la parallasse spettrale su un campione di stelle significativo oppure il fit di sequenza principale.

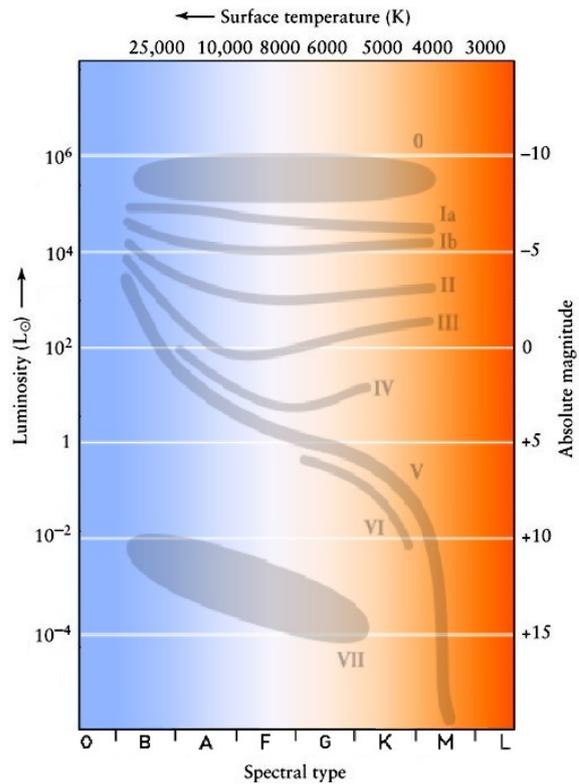


Figura 2.2: Distribuzione delle classi di luminosità stellari nel diagramma HR. I vari tipi stellari sono illustrati in Tabella 2.1. FONTE: Chandra X-ray Observatory / NASA.

Classe	Tipo stellare
0	Ipergiganti
Ia	Supergiganti luminose
Ib	Supergiganti
II	Giganti luminose
III	Giganti
IV	Subgiganti
V	Nane (sequenza principale)
VI	Subnane
VII	Nane bianche

Tabella 2.1: Tipi di stelle per le diverse classi di luminosità mostrate in Figura 2.2

³Nel caso di stelle binarie a eclissi, la classe di luminosità si può determinare ricavando il raggio della stella dalla curva di luce.

2.3 Stelle variabili

Le stelle variabili sono stelle che cambiano la loro magnitudine assoluta nel tempo. La variazione di magnitudine assoluta in funzione del tempo è la **curva di luce** (in Figura 2.3 è mostrato un esempio) della stella; da essa si può ottenere il periodo della variazione se quest'ultima è periodica.

Esistono diversi tipi di stelle variabili, ma quelle utili per la scala delle distanze sono le **variabili pulsanti**. In questo caso, le variazioni sono dovute all'espansione e alla contrazione degli strati più esterni della stella. Queste stelle sono giganti e supergiganti che hanno raggiunto uno stato instabile nella loro evoluzione.

Il periodo di pulsazione è inversamente proporzionale alla radice quadrata della densità media ($p \propto \frac{1}{\sqrt{\rho}}$) e la principale causa della variazione di luminosità è dovuta alla variazione della temperatura superficiale.

Esiste una relazione tra il periodo p di una stella pulsante e la sua magnitudine assoluta M :

$$M = c_1 + c_2 \log p \quad (2.3)$$

Questa relazione dipende leggermente anche dalla metallicità Z . Le costanti c_1 e c_2 si devono determinare per ogni tipo di variabili pulsanti (vedi Figura 2.3). Così queste stelle sono candele standard e si può determinare il modulo di distanza μ e, utilizzando la formula (2.2), anche la loro distanza.

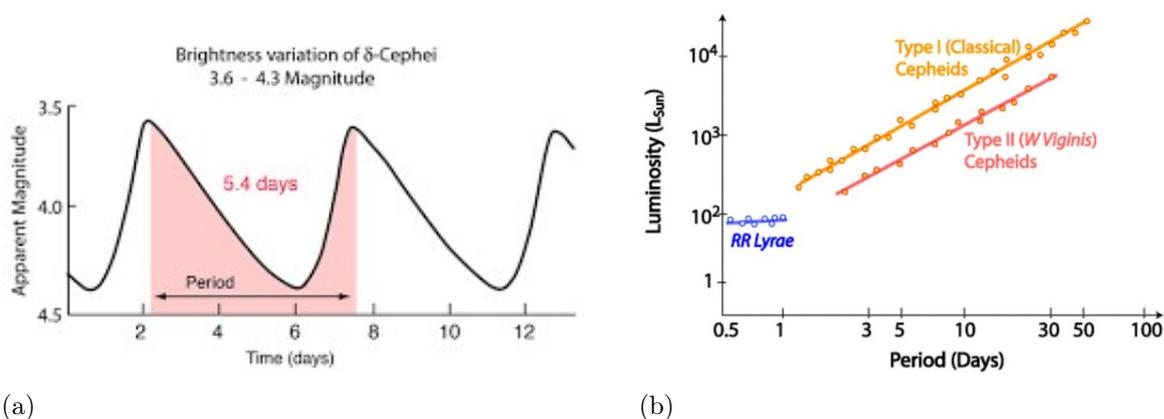


Figura 2.3: (a) Curva di luce della stella δ -Cephei. FONTE: HyperPhysics. (b) Relazione periodo-luminosità per vari tipi di stelle pulsanti. FONTE: Australia Telescope National Facility.

Le principali variabili pulsanti sono le stelle **cefeidi**. Esse possono essere di due tipi. Le cefeidi classiche sono supergiganti di popolazione I di classe spettrale F-K. Hanno periodi di 1-50 giorni e variazioni di 0.1-2.5 magnitudini. Il secondo tipo di cefeidi sono le stelle **W Virginis**. Esse sono stelle vecchie di popolazione II e sono meno brillanti di 1.5 magnitudini rispetto le cefeidi classiche.

Le **RR Lyrae** hanno delle variazioni di luminosità minori rispetto alle cefeidi. Inoltre, hanno anche dei periodi più corti, solitamente inferiori a un giorno. Sono vecchie stelle di popolazione II di tipo spettrale A-F, molto comuni negli ammassi globulari. Hanno una magnitudine assoluta in banda ottica pari a $M_V = 0.6 \pm 0.3$.

Le **variabili Mira** sono supergiganti di classe spettrale M, S o C. Hanno periodi di 100-500 giorni e variazioni tipiche di 6 magnitudini. Tuttavia, la loro relazione periodo-magnitudine è meno precisa.

2.4 Supernovae

Le supernovae sono stelle che esplodono violentemente. Esse si differenziano, in base alle righe spettrali che presentano, in: tipo Ia (righe di silicio), tipo Ib (righe di elio), tipo Ic e tipo II (righe di idrogeno). Una distinzione più importante, però, viene fatta considerando il processo alla base dell'esplosione; esse possono essere **termonucleari** (tipo Ia) o **core-collapse**⁴ (tipi II, Ib, Ic).

In genere, le supernovae non sono candele standard. Tuttavia, dal momento che esse consistono in una esplosione che fa espandere il materiale gassoso nello spazio circostante, possono essere usate per determinare le distanze.

Infatti, trovando la velocità di espansione v_{exp} del resto di supernova diffuso grazie all'effetto Doppler e misurando il diametro angolare θ di questo, si può usare la relazione

$$d = \frac{R(t)}{\theta(t)} \quad (2.4)$$

dove il raggio segue la legge della cinematica $R(t) = v_{exp}(t - t_0) + R_0$. L'espansione, in questo caso, deve avvenire in maniera pressoché sferica.

Esiste anche una relazione fra la magnitudine assoluta massima raggiunta M_{max} e il tempo t_3 necessario per indebolirsi di 3 magnitudini:

$$M_{max} = c_1 \log t_3 - c_2 \quad (2.5)$$

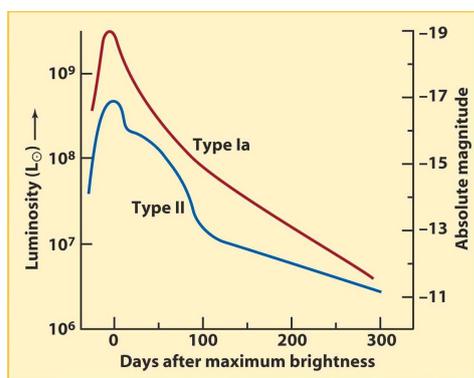


Figura 2.4: Curve di luce tipiche delle supernovae di tipo Ia e II. FONTE: Goddard Space Flight Center / NASA.

Le **supernovae di tipo Ia** sono le uniche ad essere candele standard. Questo perché derivano da sistemi binari, composti da una nana bianca che accresce la sua massa dagli strati esterni della stella compagna, oppure da merging di nane bianche.

La struttura delle nane bianche è sorretta dalla pressione di degenerazione degli elettroni. Tuttavia, dopo il limite di Chandrasekhar di $1.44 M_{\odot}$ la pressione di degenerazione degli elettroni non riesce più a mantenere il sistema in equilibrio idrostatico. Quindi, superato questo limite, la struttura collassa e avviene l'esplosione.

Dal momento che il limite è sempre lo stesso, anche l'energia sprigionata dall'esplosione sarà uguale per tutte le supernovae di questo tipo. Esse, infatti, al picco della curva di luce (Figura 2.4) hanno tutte la stessa magnitudine assoluta pari a (in banda B) $M_B \simeq -19.5 \pm 0.3$. Confrontandola con la magnitudine apparente osservata e utilizzando la formula (2.2) è possibile stimare la distanza.

Queste supernovae sono molto luminose e perciò permettono di arrivare a determinare distanze extragalattiche con precisione.

⁴Esse si originano dal collasso del nucleo di ferro di stelle molto massive con $M > 8 M_{\odot}$.

Capitolo 3

Indicatori secondari

Questi metodi vengono calibrati a partire dagli indicatori primari e sfruttano diversi fenomeni fisici o il concetto di candele standard. Essi sono: legge di Tully-Fisher, piano fondamentale, legge di espansione dell'Universo di Hubble-Lemaître, funzione di luminosità degli ammassi globulari, megamaser, effetto Sunyaev-Zel'dovich e lenti gravitazionali.

Di seguito verranno analizzati per brevità soltanto i primi tre metodi, in quanto più utilizzati.

3.1 Legge di Tully-Fisher

Nel disco delle galassie a spirale si ha una rotazione differenziale attorno al centro galattico. Per determinare la velocità di rotazione del disco si osserva l'allargamento della riga di emissione a 21 *cm* dell'idrogeno neutro (HI). Si può vedere così che la curva di rotazione (grafico distanza-velocità come mostrato in Figura 3.1) di una galassia a spirale si stabilizza andando verso la periferia della galassia, dove il costituente principale è l'idrogeno neutro.

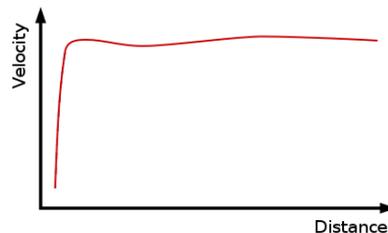


Figura 3.1: Curva di rotazione tipica di una galassia a spirale.

FONTE: Wikiwand.

Nel 1977 Richard Brent Tully e James Richard Fisher scoprirono una relazione empirica fra la luminosità L delle galassie a spirale e la velocità di rotazione v_{HI} dell'idrogeno neutro, chiamata in nome degli scopritori **legge di Tully-Fisher** (mostrata in Figura 3.2):

$$L \propto v_{HI}^{\sim 4} \quad (3.1)$$

L'esponente non è preciso perché si ha una dispersione notevole (anche del 40%) dovuta alle proprietà delle singole galassie. Ciò dipende anche da come sono fatti gli aloni di materia oscura.

Tuttavia, questa relazione permette di stimare la luminosità e, attraverso il flusso F ottenuto dalle osservazioni e la formula (2.1), la distanza.

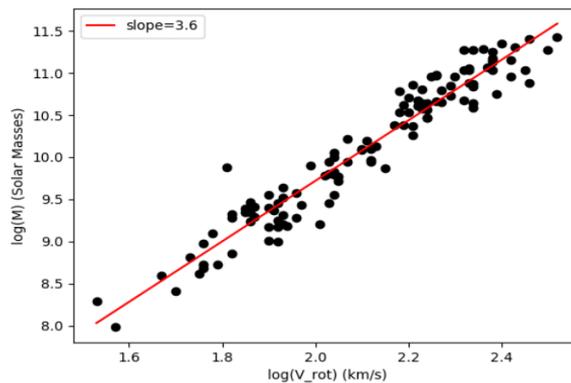


Figura 3.2: Relazione di Tully-Fisher delle galassie a spirale per materia barionica. FONTE: Cornell University [7].

3.2 Piano fondamentale

Come per le galassie a spirale, anche per le galassie ellittiche esiste una relazione empirica che permette di determinare la loro distanza. Essa fu scoperta nel 1976 da Robert Earl Jackson e Sandra Moore Faber (chiamata **legge di Faber-Jackson**) e lega la luminosità L alla dispersione di velocità σ osservata:

$$L \propto \sigma^4 \quad (3.2)$$

Nel 1978 John Kormendy scoprì un'altra relazione empirica per le galassie ellittiche fra luminosità L e raggio effettivo¹ R_e (chiamata **legge di Kormendy**):

$$L \propto R_e^{-1} \quad (3.3)$$

Inoltre, si scoprì una terza legge empirica che mette in relazione il raggio effettivo R_e con la dispersione di velocità σ . Essa è la **legge Dn- σ** .

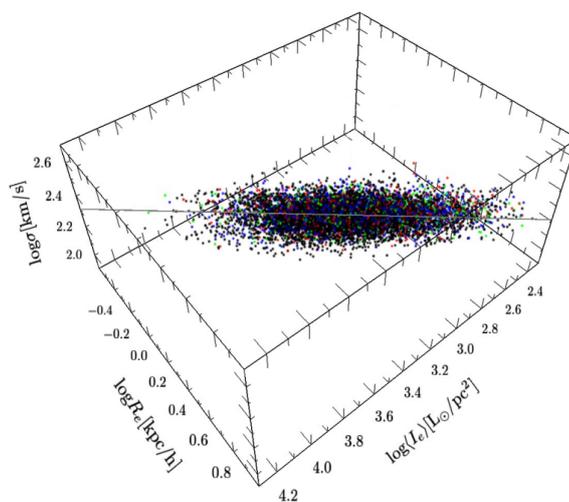


Figura 3.3: Piano fondamentale delle galassie ellittiche. FONTE: Monthly Notices of the Royal Astronomical Society [10].

¹Raggio al quale la luminosità nel piano di proiezione è pari a metà della luminosità totale.

In queste tre leggi di scala (Faber-Jackson, Kormendy, $Dn-\sigma$) si ha però la stessa dispersione che si ha anche nella legge di Tully-Fisher. Tuttavia, combinandole insieme, si ottiene l'equazione di un piano, denominato **piano fondamentale** delle galassie ellittiche (mostrato in Figura 3.3):

$$\alpha \log L + \beta \log R_e + \gamma \log \sigma = c \quad (3.4)$$

La dispersione in questo caso è minore o uguale al 5%, perciò permette di determinare la luminosità, conoscendo R_e e σ , con maggiore precisione. Una volta fatto ciò, conoscendo il flusso F , è possibile determinare la distanza utilizzando la formula (2.1).

3.3 Legge di Hubble-Lemaître

Le galassie presentano tutte uno spostamento verso il rosso (**redshift**) delle loro righe spettrali. Ciò significa che, in accordo con l'effetto Doppler, esse si stanno allontanando dalla nostra galassia, perciò presentano una velocità di recessione.

Negli anni Venti del XX secolo Edwin Powell Hubble e, separatamente, Georges Edouard Lemaître scoprirono che esiste una relazione lineare fra la distanza d delle galassie e la loro velocità di recessione v_{rec} (mostrata in Figura 3.4):

$$d = \frac{v_{rec}}{H_0} \quad (3.5)$$

dove H_0 è la costante di Hubble (espressa in $km/s/Mpc$) che rappresenta il tasso di espansione dell'universo. In realtà, essa non è proprio costante: sarebbe più opportuno chiamarla parametro. In più, la sua misurazione risulta controversa; infatti, esistono valori, misurati con tecniche diverse, incompatibili fra loro.

Questa legge è molto importante perché permette di determinare distanze di oggetti che si trovano ai confini dell'Universo osservabile, impossibili da raggiungere con gli altri metodi.

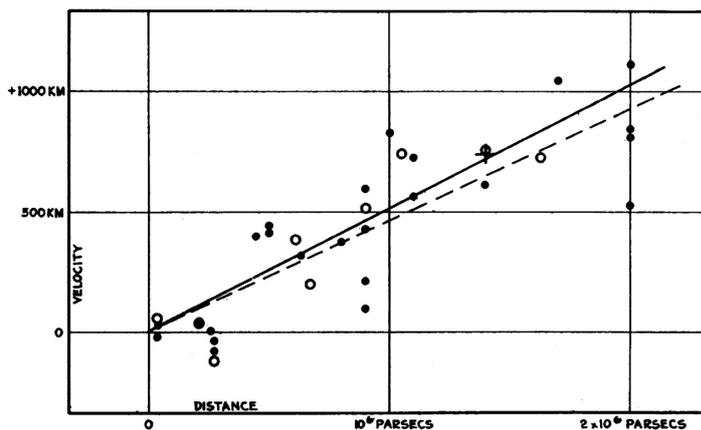


Figura 3.4: Grafico originale ottenuto da Hubble che mostra la legge di espansione dell'Universo. FONTE: Proceedings of the US National Academy of Science [8].

Capitolo 4

Problemi relativi alla stima delle distanze

4.1 Problema dell'estinzione

I metodi indiretti si avvalgono di misure di quantità osservabili e quindi dipendono non solo dall'oggetto osservato ma anche dall'ambiente in cui esso si trova e dalla linea di vista dalla quale si osserva. Infatti, i fotoni interagiscono con la materia, generando il fenomeno dell'estinzione. Esso dipende fortemente dalla frequenza della radiazione e si compone di due meccanismi:

- **reddering**, nel quale i fotoni vengono assorbiti e successivamente riemessi a frequenze minori, facendo apparire l'oggetto osservato più rosso di quanto non sia in realtà;
- **scattering**, nel quale i fotoni vengono riflessi (diffusi) in direzioni casuali causando una diminuzione del flusso sulla linea di vista.

Se si ha materia interposta sulla linea di vista, definendo lo spessore ottico $\tau(\nu)$, il flusso sarà ridotto come $F(\nu) = F_0(\nu)e^{-\tau(\nu)}$. Quindi nella formula del modulo di distanza (2.2) bisogna aggiungere il termine di estinzione:

$$\mu = m_\nu - M_\nu = 5 \log \frac{d}{10} + A_\nu \quad A_\nu = -2.5 \log \frac{F(\nu)}{F_0(\nu)} = 1.086\tau(\nu) \quad (4.1)$$

4.2 Problema delle distanze cosmologiche

Quando si parla di distanze cosmologiche bisogna chiarire il concetto di distanza. Infatti, secondo la legge di Hubble-Lemaître, nel tempo impiegato dalla luce per raggiungere l'osservatore l'Universo si è espanso.

Si può definire la **distanza propria** tra due oggetti come la distanza che si otterrebbe ipotizzando di misurarla con un metro infinitamente lungo allo stesso istante di tempo. La **distanza comovente**, invece, tiene conto dell'espansione dell'Universo. L'argomento è molto vasto e non può essere trattato in poche righe; qui ho solamente accennato la questione.

In ogni caso, per bassi redshift (cioè per distanze non troppo elevate), si può trascurare l'espansione dell'Universo.

Conclusioni

In questo elaborato ho analizzato vari metodi per stimare le distanze in astrofisica. La trattazione non è entrata nel dettaglio, in quanto l'argomento si dirama in diversi ambiti dell'astronomia.

Si può fare il quadro della situazione riassumendo la **scala delle distanze cosmiche** attraverso i suoi "gradini":

1. astrometria radar, per il Sistema solare ($10^{-4} ly$);
2. parallasse trigonometrica, per le stelle più vicine ($10^2 ly$);
3. fit di sequenza principale, per la Via Lattea ($10^5 ly$);
4. cefei, per le galassie più vicine ($10^7 ly$);
5. supernovae, per gli ammassi di galassie ($10^{10} ly$);
6. legge di Hubble, per l'intero Universo osservabile ($> 10^{10} ly$).

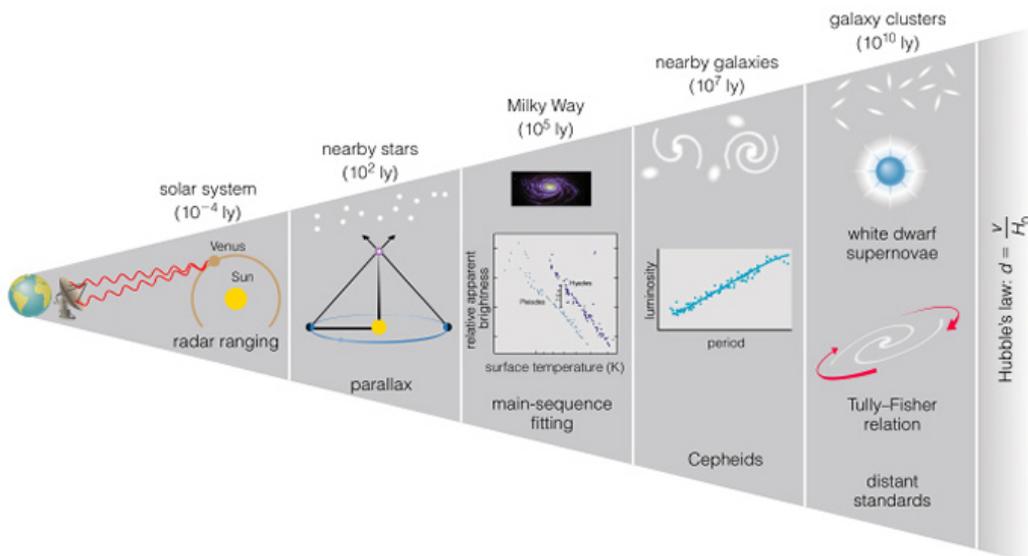


Figura 4.1: Scala delle distanze cosmiche (schema). FONTE: Addison Wesley.

Appendice A

Missione *Gaia* dell'ESA

Gaia è una missione del programma scientifico dell'ESA. L'obiettivo principale è quello di esaminare un miliardo di stelle nella Galassia e nel vicinato galattico per costruire la mappa 3D più precisa della Via Lattea e rispondere alle domande sulla sua origine ed evoluzione. La missione potrà rivelare anche fino a diecimila esopianeti e decine di migliaia di stelle e supernovae fallite, oltre ad asteroidi e comete.

Il lancio è stato effettuato il 19 Dicembre 2013 con il vettore Soyuz-Fregat e l'orbita occupata dal satellite è quella intorno al punto lagrangiano L2. La strumentazione scientifica consiste di due telescopi ottici con campi di vista diversi e piano focale in comune, una serie di specchi e più di cento CCD.

La missione precedente dell'ESA, *Hipparcos* (1989-1993), ha catalogato più di centomila stelle con alta precisione e più di un milione con precisione minore. *Gaia* prende in esame un miliardo di stelle, misurando la posizione e il movimento di ciascuna stella 200 volte più accuratamente di *Hipparcos*. Essa traccia con precisione posizioni, distanze, movimenti, temperatura, composizione e cambiamenti di luminosità delle stelle considerate.

La missione misura ripetutamente le posizioni di tutti gli oggetti fino a 20 magnitudini. Per tutti gli oggetti più luminosi di 15 magnitudini, misura le loro posizioni con una precisione di 24 microarcosecondi. Questo significa che consente di misurare le distanze delle stelle più vicine con una precisione dello 0.001%. Anche le stelle vicine al centro galattico, a circa 30 000 anni luce dalla Terra, avranno una precisione sulla distanza del 20%.

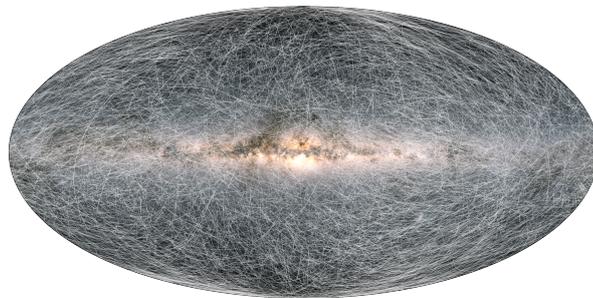


Figura A.1: Cielo mappato da *Gaia*. FONTE: ESA.

Bibliografia e Sitografia

- [1] Isaac Asimov. *Il libro della scienza. (Asimov's New Guide to Science, 1984)*. Oscar Saggi. Mondadori, 2021. ISBN: 978-88-04-73980-7.
- [2] Jeffrey O. Bennett et al. *The Essential Cosmic Perspective*. 6th edition. Addison Wesley, 2010. ISBN: 978-0321718235.
- [3] Andrea Cimatti. *Astronomia. Appunti e dispense del corso*. Università di Bologna, 2019.
- [4] Luca Ciotti. *Astrofisica Extragalattica. Appunti del corso*. Università di Bologna, 2021.
- [5] Daniele Dallacasa. *Processi di radiazione e MHD. Appunti e dispense del corso*. Università di Bologna, 2020.
- [6] Francesco Rosario Ferraro. *Astrofisica Stellare. Appunti e dispense del corso*. Università di Bologna, 2020.
- [7] Benjamin Hamm. «Scalar Field Wave (Fuzzy) Dark Matter and the Formation of Galaxies». In: *arXiv e-prints*, arXiv:2004.07792 (apr. 2020). arXiv: 2004.07792 [astro-ph.GA].
- [8] Edwin Hubble. «A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae». In: *Proceedings of the US National Academy of Science* 15.3 (mar. 1929), pp. 168–173. DOI: 10.1073/pnas.15.3.168.
- [9] Hannu Karttunen et al. *Fundamental Astronomy*. 6th edition. Springer, 2017. ISBN: 978-3-662-53045-0. DOI: 10.1007/978-3-662-53045-0.
- [10] Christina Magoulas et al. «The 6dF Galaxy Survey: the near-infrared Fundamental Plane of early-type galaxies». In: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 427.1 (nov. 2012), pp. 245–273. DOI: 10.1111/j.1365-2966.2012.21421.x. arXiv: 1206.0385 [astro-ph.CO].
- [11] Michael Rowan-Robinson. *The Cosmological Distance Ladder: distance and time in the Universe*. W.H.Freeman & Co, 1985. ISBN: 978-0716715863.
- [12] Unionpedia. *Scala delle distanze cosmiche*. URL: https://it.unionpedia.org/i/Scala_delle_distanze_cosmiche.
- [13] Stephen Webb. *Measuring the Universe: the Cosmological Distance Ladder*. Springer Praxis, 1999. ISBN: 1-85233-106-2.
- [14] ESA website. *Gaia - ESA's billion star surveyor*. URL: https://www.esa.int/Science_Exploration/Space_Science/Gaia.
- [15] Wikipedia. *Astronomia radar*. URL: https://it.wikipedia.org/wiki/Astronomia_radar.

Ringraziamenti

Sono stati tre anni difficili in cui sono successe molte cose. Non so se sarei riuscita a raggiungere questo traguardo senza l'aiuto di alcune persone.

Vorrei, perciò, ringraziare i miei genitori, Nadia e Maurizio, che mi hanno permesso di fare questa esperienza e mi hanno sempre sostenuta. Un ringraziamento speciale va a Geremia, che mi ha supportata e sopportata per tutto il tempo. Grazie per tutto il tuo aiuto e per avermi spronata a perseguire questa strada. Grazie anche a mia nonna, Giuliana, che è molto entusiasta del mio percorso, e alla mia gatta, Luna, che mi ha offerto conforto (e continua a farlo) nei momenti peggiori.

Vorrei ringraziare anche Letizia e Samuele, che hanno ascoltato con pazienza i miei dubbi e le mie domande. Grazie anche per la compagnia durante le lezioni e le risate fatte durante le pause. Infine, vorrei ringraziare tutte le persone che mi hanno accompagnato in questo percorso, i docenti e gli studenti.

