

5. LE DISTANZE IN ASTRONOMIA

Introduzione

La misura di una distanza è una delle cose più difficili in astronomia. Sulla Terra possiamo utilizzare un righello, un'asta o una corda per misurare in modo diretto la distanza tra due oggetti, ma certo questo non si può fare con una stella o un pianeta.

Ci sono però alcuni metodi indiretti per calcolare la distanza di una stella a partire da altri dati, che si dividono in due grandi categorie: tecniche geometriche e candele campione, o meglio metodi diretti (per gli astri più vicini della nostra galassia) o indiretti che fanno uso degli indicatori di distanza, cioè corpi celesti dalle proprietà particolari che consentono di ricavare la loro distanza.

Le tecniche geometriche hanno il vantaggio di non dipendere dalle proprietà fisiche degli oggetti considerati ma, poiché si basano sulla misura di dimensioni angolari o spostamenti angolari (in alcuni casi anche sulle deviazioni del cammino ottico della luce), hanno un intervallo di applicabilità spesso limitato.

Le candele campione d'altro canto sono classi di oggetti la cui luminosità o dimensione intrinseca è assunta essere la stessa per tutti i membri della classe, cosicché le eventuali differenze possono essere attribuite a differenze di distanza.

La brillantezza apparente del Sole, alla distanza alla quale si trova, è pari a quella di una lampadina da 100 Watt posta a circa 7 cm e mezzo dai nostri occhi. Se invece il Sole si trovasse alla distanza media di Giove, ci apparirebbe luminoso come una candela posta a circa 11 centimetri da noi; alla distanza di Plutone, come una candela ad 1 metro e 20 di distanza. Infine, se potessimo allontanarlo fino alla distanza della stella più vicina ci apparirebbe come una qualunque stella del cielo. Dunque l'apparenza di una stella (dimensione, luminosità) dipende dalle sue qualità intrinseche, ma anche dalla sua distanza da noi: al variare della distanza cambiano sia le dimensioni di un astro che la sua brillantezza apparente.

Il concetto che sulla Terra applichiamo alla distanza corrisponde per l'astrofisica alla distanza propria, cioè la distanza misurata al tempo t da una catena di osservatori che collegano due punti P e P_0 .

Da un punto di vista operativo, però, la distanza propria non è significativa data l'impossibilità di misurare simultaneamente tutti gli elementi che separano P e P_0 . Si possono allora definire altre distanze più facili da misurare.

Una di esse è la *distanza angolare* d_A data dalla dimensione angolare θ , la quale è definita da $\tan \theta = x/d_A$ che per θ piccoli è ben approssimata da $\theta = x/d_A$ e dunque

$$d_A = x/\theta$$

dove x è l'estensione trasversale dell'oggetto e θ è l'angolo (espresso in radianti) che l'oggetto sottende sulla volta celeste (il problema principale per la sua determinazione è che gli oggetti celesti, pensa ad esempio ad una galassia, non hanno confini netti, ma sfumano gradualmente nello spazio).

Un altro importante indicatore di distanza è il flusso luminoso ricevuto da un oggetto, che definisce dunque la *distanza di luminosità* attraverso

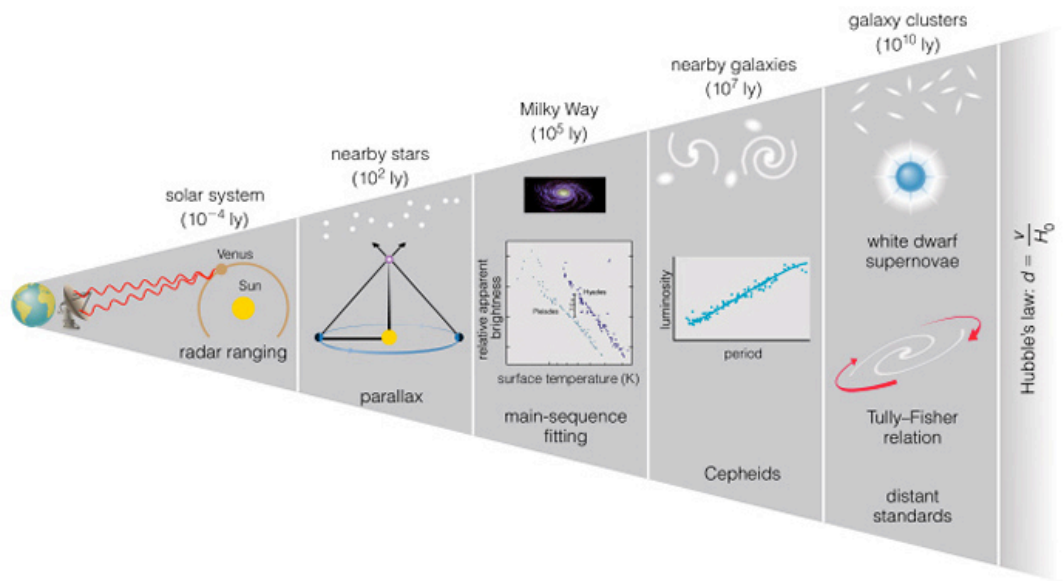
$$F = \frac{L}{4\pi d_L^2}$$

Il flusso si misura, mentre la luminosità L deve essere in qualche modo nota a priori. La conoscenza della distanza, nota che sia la magnitudine apparente delle sorgenti in esame, fornisce la luminosità intrinseca delle stesse e quindi informazioni cruciali sui meccanismi di radiazione, sulle proprietà fisiche e sull'evoluzione di questi oggetti. E viceversa! Cioè se conosciamo la luminosità intrinseca possiamo ricavare la distanza. Gli oggetti celesti dei quali si conosce la luminosità sono detti *candele standard*.

Una terza distanza è quella basata sul tempo di volo della luce: $d_T = c (t_o - t_{em})$. Chi dice che la più grande distanza visibile è ct_o sta proprio usando questa accezione. Tuttavia la grandezza d_T non è molto utile perché è difficile conoscere t_{em} , ovvero l'età dell'Universo nell'istante di emissione della luce che ora stiamo ricevendo.

Ed infine, il *redshift* è un importantissimo indicatore di distanza, dal momento che si può misurare facilmente dallo spettro, invece la dimensione o la luminosità necessarie per calcolare d_A o d_L sono sempre abbastanza difficili da stimare.

I metodi per la misura delle distanze sono numerosi, validi generalmente all'interno di un certo intervallo di distanze. La valutazione delle distanze cosmiche implica l'utilizzo di una vera e propria *scala*, i cui primi gradini sono costituiti dalle tecniche geometriche e dalle candele campione più vicine a noi, e i gradini successivi corrispondono a indicatori primari e secondari man mano più potenti fino a raggiungere distanze tali da consentire la stima della costante di Hubble. Ognuno dei gradini della scala corrisponde ad uno o più metodi diversi, che vengono calibrati sui precedenti gradini ed inducono sui successivi un errore che si propaga come errore sistematico.



5.1 Gli indicatori primari

Prima di discutere gli osservabili astrofisici è opportuno definire alcune unità di misura delle distanze astronomiche ed accennare alla distanza di alcune sorgenti e grandezze di particolare interesse. All'interno del sistema solare risulta abbastanza comodo utilizzare come unità di riferimento la distanza media Terra - Sole. Questa viene indicata come Unità Astronomica (UA) e risulta:

$$1 \text{ UA} = 149\,597\,870,691 \text{ km}$$

Al di fuori del sistema solare le distanze sono molto maggiori e conviene definire altre unità di misura. L'unità più comunemente usata deriva da uno dei pochi metodi diretti di misura delle distanze stellari. La tecnica consiste nel misurare la variazione angolare con cui si osserva una stella relativamente vicina a distanza di 6 mesi. Per fare questo si considera che le stelle più lontane non cambiano la loro posizione angolare nel corso dell'anno.

5.1.2 Metodi Diretti

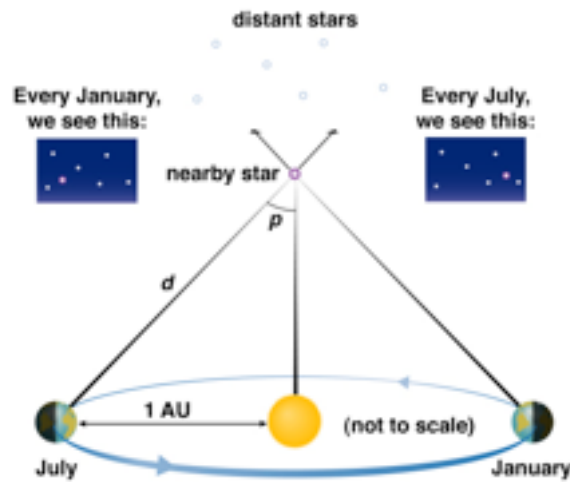
Parallasse trigonometrica

I più semplici indicatori di distanza sono le stelle che si trovano nei dintorni del Sistema Solare. Essendo vicine a noi, le distanze di queste stelle possono essere ricavate usando metodi geometrici come la parallasse.

Per capire questo metodo basta mettere un dito a pochi centimetri dagli occhi e chiudere prima un occhio, osservare la posizione del dito rispetto allo sfondo e poi fare altrettanto chiudendo l'altro occhio. Il dito sembrerà essersi mosso in relazione allo sfondo. E tanto più il dito sarà vicino agli occhi, tanto più ampio sembrerà lo spostamento.

Astronomicamente parlando, ad ogni occhio corrisponde la posizione della Terra in punti opposti nella sua orbita intorno al Sole, al dito invece corrisponde l'astro di cui si vuole misurare la distanza. Conoscendo il raggio dell'orbita terrestre (1 unità astronomica) e misurando l'angolo (detto di parallasse) corrispondente allo spostamento apparente dell'astro, con un semplice calcolo trigonometrico è possibile calcolare la distanza dalla Terra dell'astro stesso.

Per parallasse si intende quindi lo spostamento apparente che subisce un astro sulla sfera celeste rispetto a una direzione di riferimento, per effetto della mutata posizione dell'osservatore.



Infatti nel corso dell'anno la Terra orbita intorno al Sole e si muove, in un intervallo di sei mesi, di una distanza pari al diametro dell'orbita, ovvero di $2R = 2 \text{ UA}$. La variazione angolare misurata p , ovvero l'angolo con al vertice la stella e che ha come base la distanza Terra - Sole ($R = 1 \text{ UA}$) prende il nome di parallasse trigonometrica. L'angolo che si misura per le stelle più vicine è comunque inferiore al secondo d'arco e pertanto si può confondere la tangente dell'angolo con la sua misura in radianti. La distanza della stella d risulta quindi: $d = \frac{R}{p}$, con p in radianti.

Se prendiamo come unità di riferimento¹ un angolo p pari ad un secondo d'arco ($1''$), tenendo conto

che in un radiante ci sono $\frac{360 \times 60 \times 60}{2\pi} = \frac{648000}{\pi} \approx 206265$ secondi d'arco, allora la distanza

corrispondente risulta:

$$D(1 \text{ arcsec}) = 1 \text{ UA} \times \frac{206265}{1''} = 3.0857 \times 10^{16} \text{ m}$$

Questa distanza² prende il nome di parsec³ (pc), ovvero parallasse al secondo d'arco:

¹ Le parallasse delle stelle sono tutte inferiori ad 1 secondo d'arco!!!

² Notare perciò che $D = \frac{R[\text{UA}]}{p[\text{r}]} \times 206265$

$$1 \text{ pc} = 3,0857 \times 10^{16} \text{ m}$$

Il parsec rappresenta l'unità di misura delle distanze più usata in astronomia. Si è detto che per le stelle più vicine si misurano parallassi inferiori al secondo d'arco e in effetti queste distano più di 1 pc dalla Terra.

Un'altra unità di misura comune in astronomia è l'anno luce (ly), che corrisponde alla distanza ($s=vt$, con $v = c \approx 3 \times 10^8 \text{ m/s}$) che percorre la luce nel vuoto in un anno:

$$1 \text{ ly} = 9,46 \times 10^{15} \text{ m.}$$

Pertanto parsec e anno luce sono legati dalla relazione:

$$1 \text{ pc} = 3,2615 \text{ ly.}$$

Questa ultima unità di misura è molto comoda se si vuole dare una stima del fattore temporale, ovvero dell'epoca in cui sono stati emessi i fotoni che vediamo al presente osservando una sorgente. Il metodo della parallasse si può usare solo per stelle molto vicine, proprio perché oltre una certa distanza la parallasse diventa così piccola da non poter più essere misurata. Le stelle distanti 100 parsec hanno una parallasse di un centesimo di secondo d'arco. Gli angoli più piccoli di così non sono misurabili con gli strumenti a disposizione⁴.

Proxima Centauri	stella più vicina	1.29 pc
Sirio A	stella più luminosa	2.67 pc
Vega	stella di riferimento	7.36 pc
Pleiadi	ammasso aperto	130 pc
M13	ammasso globulare	6.3 kpc
Orione	Nebulosa	450 pc
Crab	Nebulosa	2 kpc
Centro galattico		8.5 kpc
Diametro Galassia		30 kpc
Nubi di Magellano	Galassie più vicine	50 - 60 kpc
Andromeda	Galassia gigante più vicina	800 kpc
Vergine	Ammasso di galassie	22 Mpc
Coma	Ammasso di galassie	130 Mpc
Cigno A	Quasar	340 Mpc

Pertanto le distanze di stelle più lontane di 100 parsec vanno misurate con altri metodi.

Alpha Centauri ha una parallasse di 0",747 (o 1,33 pc = 4,37 ly); Proxima Centauri ha 0",768 (o 1,3 pc = 4,24 ly). Le prime determinazioni di parallasse furono compiute da F.W.Bessel (1837-38) sulla stella 61 Cygni (0",292) e da W. Struve (1835-38) sulla stella Vega (0",123). Tale metodo è valido sino alle stelle che

distano 300 anni luce (circa 100 pc) dalla Terra.

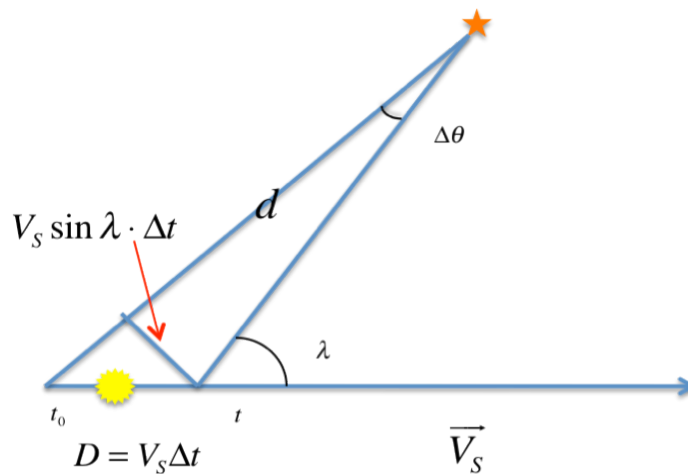
³ Il parsec è la distanza dalla quale si vede il raggio dell'orbita terrestre esattamente sotto un angolo di 1 secondo d'arco.

⁴ Questo campo dell'Astronomia è stato rivoluzionato di recente dal satellite Hipparcos, lanciato dall'Agenzia Spaziale Europea nel 1989, il quale ha effettuato misure con l'accuratezza del milliarcosecondo. Con Hipparcos si arriva a misurare parallassi fino a 300 pc.

Parallasse secolare

Si parla di parallasse secolare quando si misura l'angolo parallattico di una stella utilizzando come base un tratto (di solito corrispondente a un anno) del moto proprio del Sole nella Galassia e non più l'orbita terrestre. Infatti, in questo caso, non c'è nessun legame con il moto della Terra e lo spostamento dell'astro di cui si vuole misurare la distanza non è periodico, ma aumenta regolarmente nel tempo (a meno che il moto proprio della stella non sia anch'esso, per qualche motivo, periodico).

La distanza della stella d risulta quindi: $d = \frac{D}{p} = \frac{V_S \Delta t}{\Delta \theta}$, dove V_S = velocità del Sole⁵ rispetto all'ambiente "locale" (che è dell'ordine di 4.1 UA/anno o 19 km/s).



Più la base è grande, più si è in grado di riconoscere gli angoli parallattici formati da oggetti sempre più lontani.

Le stelle vicine hanno anche un loro moto proprio, che si manifesta con uno spostamento progressivo rispetto ad un sistema fisso o rispetto a corpi celesti molto lontani, supposti fissi sulla sfera celeste. Il riconoscimento di stelle dotate di un moto proprio osservabile avviene mediante la sovrapposizione di immagini di campi stellari prese ad una adeguata distanza di tempo.

Il moto proprio di una stella essendo inversamente proporzionale alla distanza:

$$\mu \left[\frac{\text{radianti}}{\text{secondo}} \right] = \frac{V_{\perp}}{d} = \mu \left[\frac{\text{''}}{\text{secondo}} \right] 206265$$

può essere utilizzato per stimare la distanza di stelle per cui il raggio dell'orbita terrestre è troppo piccolo come linea di base per misurare la parallasse trigonometrica, anche se questo presuppone, ovviamente, la conoscenza a priori della velocità relativa V della stella rispetto al Sole (V_{\perp} è la velocità nella direzione perpendicolare alla linea di vista).

Se si fa l'ipotesi che V sia la stessa per tutte le stelle vicine, e quindi uguale, a meno del segno, alla velocità del Sole, si ottiene:

⁵ In un anno il Sole percorre nel suo moto intorno al centro della Galassia una distanza pari a quattro volte il raggio dell'orbita terrestre.

$$d[pc] = \frac{V_0 \sin\varphi}{4.74} \frac{1}{\mu[''/anno]}$$

dove l'angolo φ è quello formato dalla direzione del moto della stella con la congiungente stella-Sole e il fattore 4,74 è dovuto alla conversione fra unità di misura non omogenee (UA / anno e Km/s).

La stima della distanza mediante le parallassi secolari si presenta più potente di quello delle parallassi usuali, essendo il moto proprio progressivo. Purtroppo l'ipotesi di $V = cost = V_0$ è molto drastica, e si può applicare proficuamente a gruppi di stelle più che a singoli oggetti.

Infatti non è facile separare la componente di moto proprio dovuta esclusivamente al moto solare, dalla componente peculiare dovuta al moto di ogni singola stella, quindi il metodo non viene applicato a stelle singole, bensì viene utilizzato per ricavare la "distanza media" di "gruppi di stelle" dinamicamente omogenee, nell'ipotesi che mediando i moti propri di un insieme di stelle la componente casuale si annulli. Le parallassi misurate in questo modo prendono il nome di "parallassi statistiche".

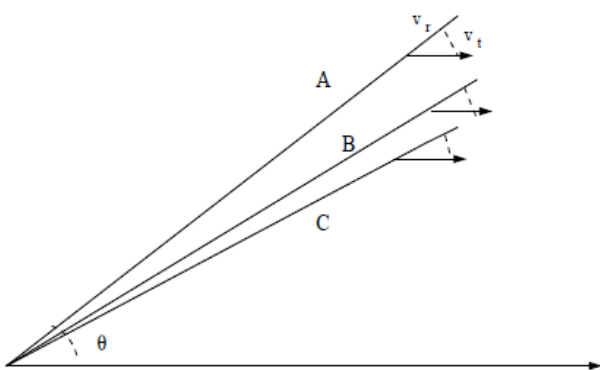
Per N stelle è così possibile definire la parallasse media:

$$d = \frac{V_0 \langle \sin\varphi \rangle N}{4.74 \sum \mu}$$

Se le stelle fanno parte di una associazione fisica, come nel caso di un ammasso stellare, si può fare l'ipotesi che abbiano tutte la stessa velocità rispetto al Sole; essa può essere scomposta in una componente radiale V_r osservabile mediante l'effetto Doppler ed in una trasversale legata al moto proprio; si potrà definire allora la parallasse di gruppo:

$$d = \frac{V_r \tan \theta}{4.74 \mu}$$

dove θ è la distanza angolare di una data stella rispetto al punto di convergenza del moto del gruppo.

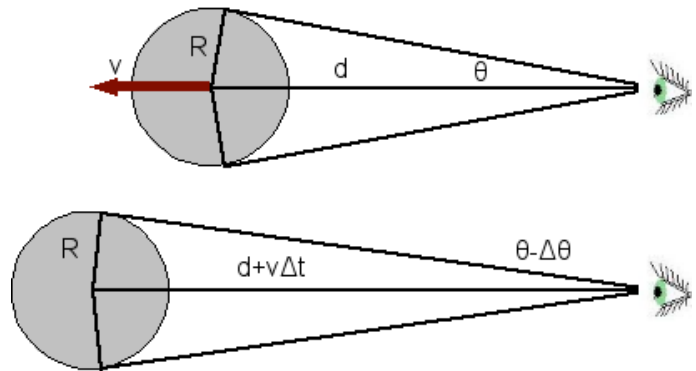


A,B,C appartengono allo stesso gruppo fisico e si muovono con velocità V scomponibile in una componente radiale V_r ed in una tangenziale V_t proporzionale al moto proprio.

Parallasse di ammasso

È possibile misurare con metodi geometrici la distanza di ammassi di stelle vicini, in particolare la distanza dell'ammasso delle Iadi (in latino ed inglese Hyades). Il metodo è noto come **metodo dell'ammasso mobile**, ed è spiegato in figura. La velocità di recessione media v dell'ammasso si misura dalla velocità

media delle stelle lungo la linea di vista (per mezzo degli spostamenti Doppler degli spettri). Essendo l'ammasso molto vicino, è possibile apprezzare al variare del tempo una leggera diminuzione del suo diametro medio apparente θ . Se questo varia di una quantità $\Delta\theta$ in un intervallo di tempo Δt , e se gli angoli sono molto piccoli, la distanza si ottiene come:



media delle stelle lungo la linea di vista (per mezzo degli spostamenti Doppler degli spettri). Essendo l'ammasso molto vicino, è possibile apprezzare al variare del tempo una leggera diminuzione del suo diametro medio apparente θ . Se questo varia di una quantità $\Delta\theta$ in un intervallo di tempo Δt , e se gli angoli sono molto piccoli, la distanza si ottiene come:

$$d = v \Delta t \frac{\theta}{\Delta\theta}$$

5.1.3 Metodi Indiretti

Oltre i 300 pc di distanza è impossibile, anche per Hipparcos, stimare la distanza degli astri con metodi geometrici. Bisogna allora basarsi sulle cosiddette candele standard, oppure sui regoli standard. Un regolo standard è un oggetto esteso di dimensioni note; una misura della sua dimensione apparente determina quindi la sua distanza. Una candela standard è un oggetto di cui per qualche motivo è nota la luminosità.

In generale, comunque, per stimare le distanze astronomiche si utilizza una qualsiasi relazione nota tra due quantità osservate, una dipendente dalla distanza, come luminosità o diametro, e una indipendente, come colore o periodo di oscillazione (nel caso di stelle variabili). In questi casi, la ricostruzione della suddetta relazione per un campione di stelle o galassie a distanza molto simile, come le stelle di un ammasso, permette di stimare la distanza dell'ammasso. La relazione quindi gioca il ruolo di candela standard, con un duplice vantaggio: primo, è molto più facile in astrofisica trovare relazioni utili piuttosto che oggetti con luminosità o estensione nota a priori; secondo, utilizzando molti oggetti per determinare la distanza di un singolo ammasso si riduce l'errore di misura sulla distanza.

Fit di Sequenza Principale

Per stimare la distanza di ammassi stellari più lontani delle Iadi, si usa il metodo del **fit della sequenza principale**: come abbiamo visto quando abbiamo parlato del diagramma HR, la maggior parte delle stelle risiede in una banda ristretta del grafico temperatura - luminosità, chiamata sequenza principale. Utilizzando il colore per stimare la temperatura, e la magnitudine apparente come misura della luminosità, in ogni ammasso stellare si può facilmente riconoscere la sequenza

principale. Riscaldando in verticale la sequenza principale, in modo da riprodurre quella dell'ammasso delle Iadi (la cui distanza è nota), si otterrà quindi la distanza dell'ammasso stellare.

Parallasse spettroscopica

Un'altra importante utilizzazione del diagramma HR è rappresentata dalla possibilità di ricavare attraverso l'analisi spettroscopica la distanza di stelle troppo lontane per permetterne una misura della parallasse trigonometrica. Abbiamo già visto che sia la temperatura sia la luminosità di una stella possono essere ricavate dall'analisi dello spettro; in particolare, l'aspetto di alcune righe è sensibile all'effetto di temperatura o a quello di gravità. La conoscenza di questi due parametri permette di localizzare una stella sul diagramma HR e quindi di ricavarne la magnitudine assoluta; dalla differenza tra questa e la magnitudine apparente si ricava il valore della distanza. Tale metodo della determinazione delle distanze stellari trova larga applicazione: la misura che così si ottiene prende il nome di *parallasse spettroscopica* (così chiamata arbitrariamente per analogia con la parallasse trigonometrica).

Anche per le stelle isolate è quindi possibile stimare la distanza, se sappiamo che queste sono di sequenza principale. Il metodo della parallasse spettroscopica, pur essendo molto impreciso (con errori fino al 60% nelle stime della distanza), è utile per avere almeno un'idea della distanza di stelle che non appartengono ad ammassi.

Stelle variabili

Alcune stelle hanno l'involuppo esterno instabile, e di conseguenza pulsano in modo molto regolare. Tra queste stelle variabili troviamo le cosiddette **RR-Lyrae** e le **Cefeidi**. Queste sono note per mostrare una stretta correlazione tra il periodo di pulsazione e la luminosità; questa relazione permette di utilizzarle come indicatori di distanza. Le Cefeidi⁶ in particolare sono molto importanti perché, essendo molto luminose, sono osservabili nelle galassie più vicine. Sono quindi il principale scalino di congiunzione tra le distanze galattiche e quelle extragalattiche.

Le stelle variabili più usate come indicatori relativi di distanza sono:

Cefeidi - molto luminose, osservabili fino a grandi distanze (dell'ordine dell'ammasso della Vergine)

RR Lyrae - meno luminose, osservabili fino ai confini del gruppo locale

L'importanza delle Cefeidi è dovuta al fatto che:

- hanno una relazione periodo luminosità molto semplice;
- hanno una segnatura di variabilità molto riconoscibile che le rende facilmente identificabili;
- sono molto comuni (calibrazione relativamente facile).

Per mettere bene in evidenza le incertezze legate alla misura delle distanze, facciamo questo esempio. Per determinare la distanza della Grande Nube di Magellano, una galassia satellite della Via Lattea, osserviamo un certo numero di Cefeidi e costruiamo per esse la relazione periodo - magnitudine. Dobbiamo confrontarla con la stessa relazione ottenuta in ammassi della Via Lattea la

⁶ Notare che la determinazione delle distanze è complicata dalla presenza di due tipi di Cefeidi.

cui distanza è nota con un altro metodo. Utilizziamo le Cefeidi degli ammassi aperti, la cui distanza è determinata grazie al fit della sequenza principale. Quest'ultimo richiede il confronto con l'ammasso delle Iadi, la cui distanza è nota grazie al metodo dell'ammasso mobile. In altre parole, l'ammasso delle Iadi è usato per **calibrare** la sequenza principale, la distanza degli ammassi aperti vicini serve per calibrare la relazione periodo-luminosità delle Cefeidi, mentre la Grande Nube di Magellano verrà a sua volta utilizzata per calibrare altri metodi per la misura delle distanze extragalattiche. Ogni errore di calibrazione viene propagato nelle misure di distanze successive come errore sistematico. Per esempio, la posizione della sequenza principale dipende dalla quantità di elementi pesanti contenuta nelle stelle; se non si tiene conto di questa dipendenza si sbaglia la misura della distanza degli ammassi aperti.

Altro esempio: nel passato il confondere le Cefeidi con le RR-Lyrae aveva portato a grandi errori nella misura delle distanze extragalattiche.

Candele standard SNIa

Le supernovae di tipo Ia sono ottime candele standard perché hanno la stessa luminosità di picco durante l'esplosione.

Vantaggi:

- Curve di luce pressoché identiche, poiché le SN Ia originano sempre dallo stesso progenitore (nane bianche in sistemi binari, con intervalli di massa molto ristretti)
- Dispersione di luminosità trascurabili (ottime candele standard)
- Sono estremamente luminose, il che consente di spingere l'osservazione a grandi distanze
- Si possono calibrare attraverso l'osservazione di Cefeidi nella stessa galassia ospite

Le supernove di tipo Ia provengono da sistemi di stelle binarie semistaccate, e costituiscono un'ulteriore possibilità di evoluzione di una stella. Un sistema binario si dice semistaccato se le due stelle sono così vicine che l'involuppo esterno della più grande, tipicamente una gigante o supergigante, cade nella buca di potenziale della compagna. Se la compagna è una nana bianca, l'accrescimento di massa può causarne l'esplosione nel momento in cui la massa della stella finisca per superare il limite di Chandrasekhar. In questo caso specifico il collasso causa l'accensione del carbonio nel nucleo degenere, e quindi la completa esplosione della stella, piuttosto che la formazione di una stella di neutroni. Non essendoci un involucro ricco di idrogeno da espellere, la supernova sarà appunto di tipo I.

5.2 Indicatori Secondari

Abbiamo già visto come le distanze degli oggetti astrofisici siano determinate attraverso una serie di indicatori di distanza organizzati in una scala di calibrazioni. Le stelle variabili, soprattutto le Cefeidi, sono il gradino della scala che permette di andare oltre la Galassia. Grazie alle Cefeidi riusciamo a stimare la distanza delle galassie più vicine, fino a ~ 20 Mpc. Altri metodi, basati sulle supernove Ia, permettono di arrivare fino a oltre 1000 Mpc. Questi indicatori, calibrati

all'interno della Galassia o delle galassie vicinissime (per le quali si riesce ad osservare il diagramma HR delle stelle), vengono detti **indicatori primari**.

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, o sulle relazioni strutturali delle galassie.

I più importanti sono i seguenti:

- Le **nebulose planetarie** e le **regioni HII** presentano diametri e luminosità che possono essere utilizzati come regoli o candele standard.
- Gli **ammassi globulari** presentano una funzione di luminosità di forma Gaussiana, e quindi un'intera popolazione di ammassi può essere usata come candela standard. Supponiamo di avere N sorgenti tutte alla stessa distanza. Sebbene la singola sorgente possa avere una dispersione molto ampia di luminosità (rispetto ad altre sorgenti dello stesso tipo) la dispersione della media delle luminosità degli N oggetti diventa molto piccola quando N è grande.

Quindi questa collezione di oggetti può essere usata come una buona candela campione. Questo metodo si basa sull'ipotesi che la funzione di luminosità degli oggetti (numero di oggetti in un certo intervallo di luminosità) non varia da campione a campione.

Esempio: ammassi globulari. È stato osservato che gli ammassi globulari hanno luminosità molto simili fra loro. Il numero di ammassi nell'intervallo di magnitudine unitaria è con buona approssimazione distribuito in modo gaussiano:

$$\phi_{GC}(m) \propto \exp\left[-(m - \bar{m})^2 / 2\sigma_{GC}^2\right]$$

Facendo un fit di questa funzione con le osservazioni, si può stimare la magnitudine media, che può poi essere usata per stimare le distanze relative di diversi sistemi di ammassi (nell'ipotesi che la luminosità intrinseca sia sempre la stessa).

- Il teorema del viriale permette di mettere in relazione la massa di una galassia con le sue proprietà cinematiche. Se si assume l'esistenza di una relazione tra massa e luminosità, è possibile quindi assegnare una luminosità alle galassie sulla base delle loro proprietà cinematiche. Esistono due relazioni empiriche di questo tipo:
 - **Legge di Tully-Fisher**: lega la velocità di rotazione del disco delle galassie a spirale alla loro luminosità assoluta. (Bisogna stimare l'orientazione del disco per ottenere la vera velocità di rotazione).
 - **Legge di Faber Jackson**: lega la luminosità assoluta delle galassie ellittiche alla dispersione di velocità delle stelle ($L \sim \sigma^4$).
 - Per le ellittiche si usa il **piano fondamentale**, o meglio la relazione $D_n - \sigma$.
 - Ancora per le ellittiche, distanze accurate si ottengono tramite il metodo delle **fluttuazioni di brillantezza superficiale**: se in un pixel di un CCD cade la luce di N stelle, la fluttuazione tra pixel e pixel sarà \sqrt{N} . Siccome $N \propto d^2$, questa relazione può essere usata come indicatore di distanza.

La seguente tabella fornisce un'idea complessiva dell'intervallo di distanze che può essere coperto da ciascun indicatore e della sua precisione.

Method	Uncertainty for Single Galaxy (mag)	Distance to Vigo Cluster (Mpc)	Range (Mpc)
Classical Cepheids	0.16	15 – 25	29
Novae	0.4	21.1 ± 3.9	20
Planetary Nebula Luminosity Function	0.3	15.4 ± 1.1	50
Globular Cluster Luminosity Function	0.4	18.8 ± 3.8	50
Surface Brightness Fluctuations	0.3	15.9 ± 0.9	50
D - σ relation	0.5	16.8 ± 2.4	> 100
Type Ia Supernovae	0.10	19.4 ± 5.0	> 1000

Legge di Hubble e redshift

Già prima di capire la natura extra-galattica delle nebulose, era stato notato che gli spettri di queste nebulose mostrano quasi sempre **uno spostamento verso il rosso** (redshift), ma molto raramente verso il blu. In altri termini la popolazione delle nebulose risultava in media allontanarsi da noi (dalla Via Lattea). Nel dibattito tra Shapley e Curtis, questa evidenza venne utilizzata dal primo come argomento contrario alla natura galattica delle nebulose: il disco galattico esercita qualche forma ignota di repulsione nei loro confronti, il che ha senso solo se le nebulose sono interne alla Galassia. La discussione fu risolta da Hubble, il quale misurò la distanza di Andromeda (M31) tramite le stelle Cefeidi (sbagliando la calibrazione, ma questo è un dettaglio!). Il passo successivo da parte di Hubble fu quello di stimare la distanza di un campione più grande di galassie. Nel 1929 venne resa pubblica una correlazione tra la distanza della galassia e la sua velocità di recessione:

$$v = cz = H_0 d$$

In questa formula la velocità di recessione v è anche espressa in termini del redshift $z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda}$. La costante H_0 è detta **costante di Hubble** per la quale le stime attuali forniscono un valore di 74 km/s/Mpc.

Alcune grandezze tipiche dell'Universo

Di seguito sono riportati gli ordini di grandezza dei sistemi presenti nell'Universo.

Sistema solare: 10^0 anni luce.

Galassie: 10^5 anni luce.

Gruppi di galassie: 10^6 anni luce.

Ammassi di galassie: 10^7 anni luce

Super ammassi: 10^8 anni luce.