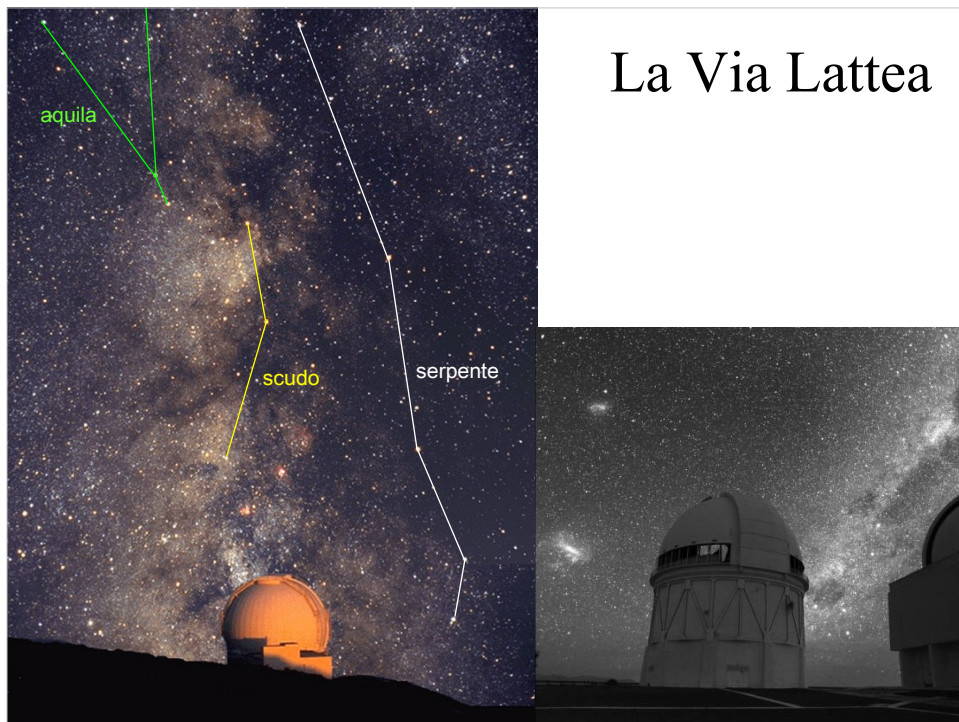


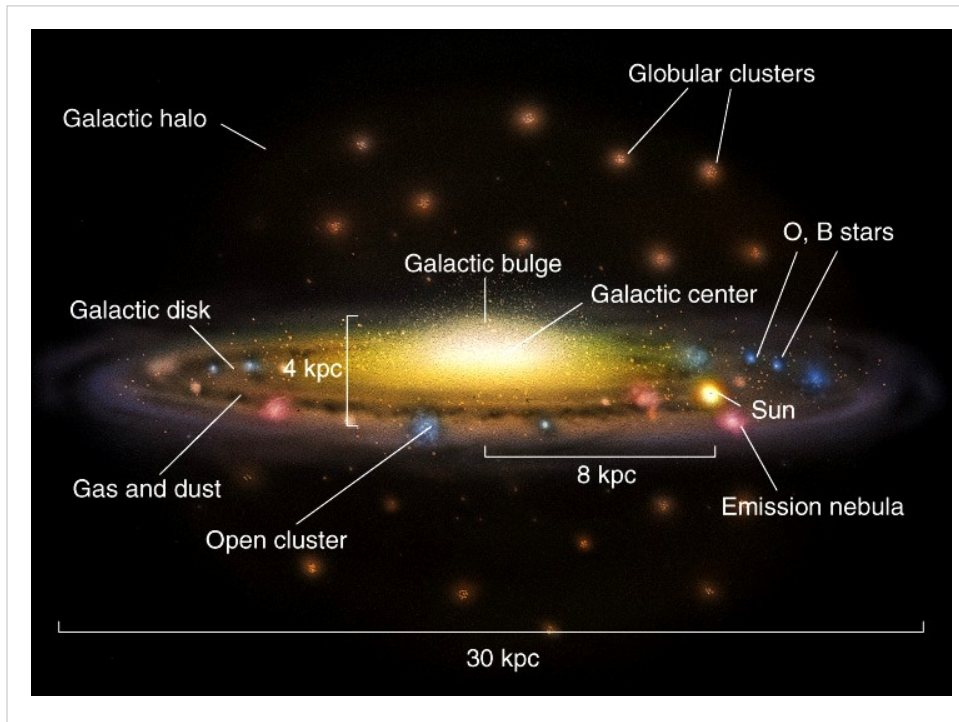


Le galassie

In questa unità vengono descritte le principali proprietà morfologiche e cinematiche delle galassie, la misura della distanza delle galassie, la legge di Hubble e l'espansione dell'Universo.



Nel notti d'estate, specialmente nei luoghi bui, è possibile ammirare lo spettacolo della Via Lattea, una striscia di colore lattiginoso che attraversa il cielo da una parte all'altra. Questa striscia è in realtà una zona di cielo ad alta densità di stelle ed è la parte per noi visibile della nostra Galassia. Le due foto mostrano la Via Lattea ripresa dall'emisfero nord (a sinistra) e dall'emisfero sud (a destra). In quest'ultima si notano sul lato sinistro la Grande e la Piccola Nube di Magellano (rispettivamente in basso e in alto), due galassiette satelliti della Via Lattea scoperte da Magellano durante la sua circumnavigazione del globo.



Poiché ci troviamo all'interno della nostra Galassia, e le sue dimensioni sono enormi, è impossibile per noi avere una foto della Via Lattea nel suo complesso. Dobbiamo perciò ricostruirne la struttura e rappresentarla schematicamente.

Ciò che sappiamo oggi è che la Via Lattea ha la forma di un disco con un diametro di circa 30 kpc (100 000 anni-luce, 1 pc = 3.26 anni-luce), e con un rigonfiamento nella parte centrale, chiamato *bulge*, che ha uno spessore di circa 4 kpc. Il Sole si trova a circa 8 kpc dal centro della galassia, le stelle più calde e più giovani, assieme agli ammassi aperti e le nebulose tendono a trovarsi sul disco, mentre le stelle più vecchie e gli ammassi globulari sono maggiormente concentrati verso il bulge. Altri numerosi ammassi globulari sono distribuiti attorno alla galassia nel cosiddetto *alone galattico*.

Via Lattea – Scheda

Luminosità $\sim 2 \times 10^{10} L_{\odot}$

Massa $\sim 2 \div 6 \times 10^{11} M_{\odot}$

$\varnothing$ disco $\sim 10^5$ anni-luce

$h_{\odot}$ disco $\sim 10^3$ anni-luce

No. di stelle $\sim 4 \times 10^{11}$

Densità media di stelle $\sim 1 \star$ per 125 anni-luce³

Separazione media fra stelle ~ 5 anni-luce

La stella più vicina al Sole, Proxima Centauri, si trova a ~ 4.3 anni-luce

Questa scheda riassume i dati principali della Via Lattea. La luminosità totale è circa 20 miliardi di volte quella del Sole, mentre la massa è tra 200 e 600 miliardi di volte quella del Sole. Come abbiamo detto prima, il diametro è di circa 100mila anni-luce. Lo spessore del disco nella posizione del Sole è di circa 1000 anni-luce.

Il numero di stelle contenute nella Via Lattea è stimato attorno ai 400 miliardi e se facciamo un conto sulla densità media di stella troviamo che queste non sono molto vicine: c'è in media una stella in ogni cubo di $5 \times 5 \times 5$ anni-luce.

E in effetti, la stella più vicina al Sole, Proxima Centauri, è a 4.3 anni-luce.

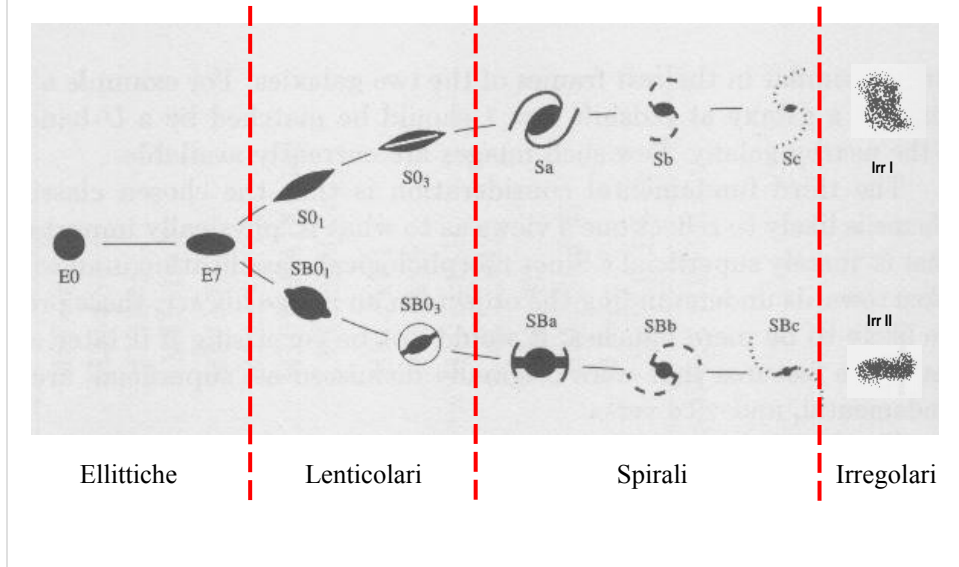
Classificazione morfologica



La classificazione morfologica è il primo passo verso la comprensione fisica delle galassie. Hanno forme varie, ma come vedremo questa varietà può essere ricondotta a pochi “tipi”. La morfologia è correlata con molte delle proprietà globali delle galassie (a.e. popolazioni stellari, momento angolare, tasso di formazione stellare, contenuto di gas, ambiente).

Riprodurre la varietà delle forme osservate è uno degli obiettivi principali di tutte le teorie di formazione ed evoluzione delle galassie

Diagramma di Hubble



Questo grafico riporta la classificazione più nota e utilizzata: il diagramma di Hubble, chiamato anche **tuning-fork diagram (1926)**.

Hubble distinse le galassie in quattro famiglie:

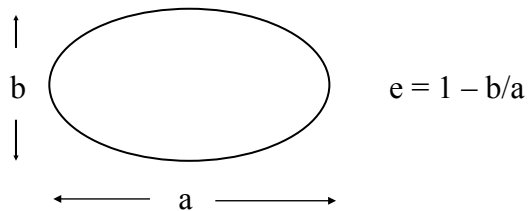
- 1) galassie **ellittiche** (E)
- 2) galassie **lenticolari** normali (S0) e barrate (SB0)
- 3) galassie a **spirale** normali (S) e barrate (SB)
- 4) galassie **irregolari** (Irr)

Si faccia attenzione che questo diagramma non indica alcuna evoluzione: in altre parole, una galassia ellittica non diventa una spirale o una irregolare e viceversa.

Galassie ellittiche

- Forma (apparente) ellittica
- Struttura diffusa con poca evidenza di gas e polveri
- I sottotipi sono definiti sulla base dello schiacciamento apparente (ellitticità, e)

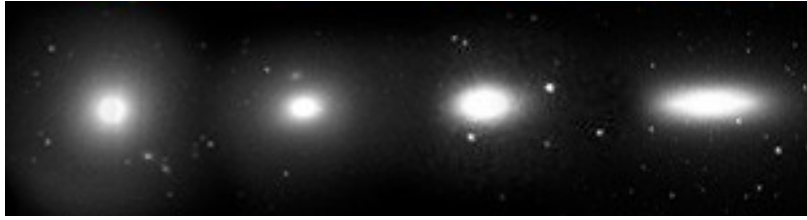
$$E_n, n=0,1,\dots,7 \quad \text{con } n = 10e = 10(1-b/a)$$



Le galassie ellittiche, come dice il nome, hanno una forma apparentemente ellittica. “Apparentemente” perché bisogna sempre ricordare che sono strutture tridimensionali proiettate nel piano del cielo.

Si indicano con la lettera E seguita da un numero che è legato all'ellitticità e . Un numero crescente indica uno schiacciamento crescente.

Le galassie ellittiche contengono stelle per lo più vecchie, hanno pochissimo gas e le polveri (grani di elementi come silicio, grafite, alluminio, ecc. con dimensioni tipiche di $0.1 \mu\text{m}$) sono quasi assenti.



b/a	1	0.7	0.5	0.3
1-b/a	0	0.3	0.5	0.7
tipo	E0	E3	E5	E7

Esempi di galassie ellittiche con ellitticità crescente, da 0 a 0.7.

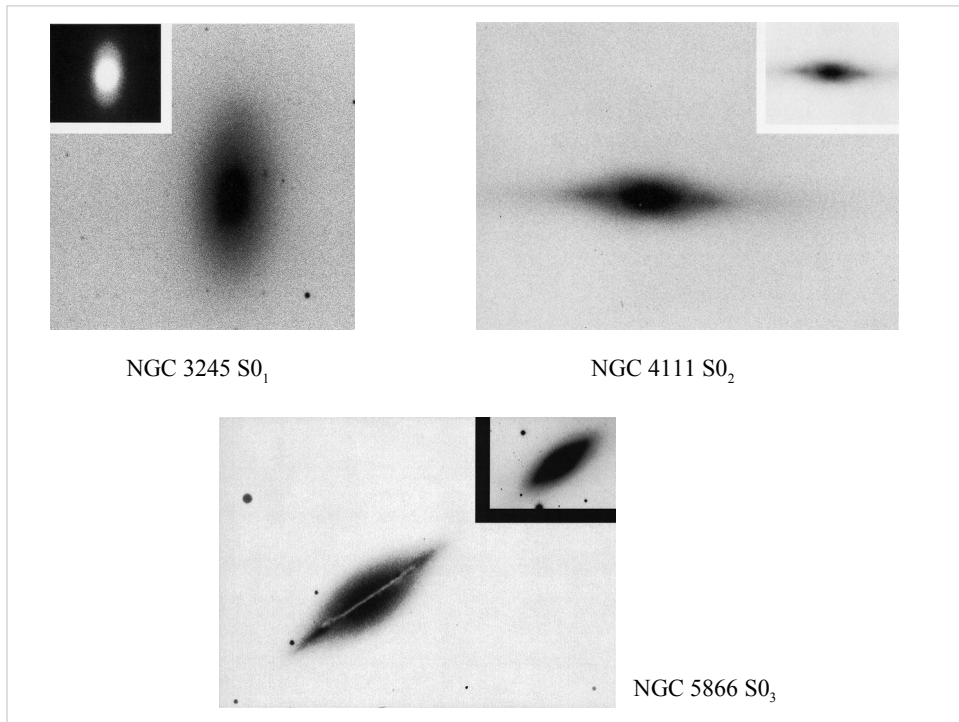
Galassie lenticolari

- Due componenti: **sferoide** centrale (**bulge**) e **disco** senza evidenza di bracci di spirale
- Due sottoclassi: **normali** (S0) e **barrate** (SB0)
- I sottotipi S0₁, S0₂, S0₃ sono definiti dalla prominenza delle polveri nel disco
- I sottotipi SB0₁, SB0₂, SB0₃ sono definiti dalla prominenza delle polveri e della barra

Le galassie lenticolari sono caratterizzate dalla presenza di un bulge di forma sferoidale molto evidente e un disco più debole privo di strutture. Sono indicate con il simbolo S0.

Si dividono in due famiglie: le S0 normali e quelle con la barra.

Hanno un maggiore contenuto di polveri, rispetto alle ellittiche, e in base a questo si distinguono in 3 sottotipi.



In questa slide vediamo un esempio di S0 per ognuno dei tre sottotipi.

La striscia bianca che taglia a metà la galassia NGC 5866 è causata dalle polveri presenti nel disco della galassia, in grado di bloccare la radiazione delle stelle del bulge. L'immagine è in negativo, ossia a colori invertiti.

Galassie a spirale

- Due componenti: **sferoide** centrale (bulge) e **disco** caratterizzato dalla presenza dei **bracci di spirale**
- Due sottoclassi: **normali** (S) e **barrate** (SB)
- I sottotipi Sa, Sb, Sc sono definiti da tre criteri:
 - prominenza del bulge rispetto al disco
 - avvolgimento/apertura dei bracci a spirale
 - risoluzione del disco in stelle, nodi, regioni HII

Dopo le S0 ci sono le galassie a spirale, così chiamate per la presenza di strutture chiamate bracci che sembrano avvolgersi a formare una sorta di spirale.

Le spirali hanno bulge e disco, come le S0, solo che il disco in questo caso ha una struttura complessa. Anche in questo caso ci sono le due famiglie, normali e barrate.

Inoltre si suddividono in Sa, Sb e Sc sulla base della intensità decrescente del bulge rispetto al disco e sul progressivo minore avvolgimento dei bracci.

Il disco delle spirali contiene le stelle giovani, le nebulose chiamate in generale regioni H II (di idrogeno ionizzato), le nubi molecolari e le polveri.

Si faccia attenzione, le galassie a spirale hanno questa forma ma non si stanno avvolgendo su loro stesse.

Galassie “di taglio” (= molto inclinate)



Sa

- Bulge molto prominente



Sc

- Bulge poco prominente/assente

Esempi di galassie a spirale molto inclinate.

L'elevata inclinazione del disco rispetto alla nostra linea di vista può rendere molto complicata una corretta classificazione morfologica.

Galassie “di faccia” (= poco inclinate)



Sa

- Bulge molto prominente
- Bracci molto avvolti
- Bracci poco risolti

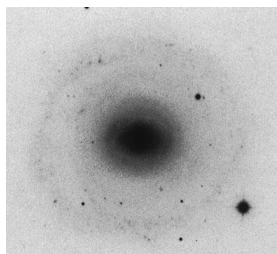


Sc

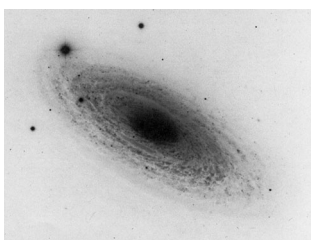
- Bulge poco prominente
- Bracci poco avvolti
- Bracci molto risolti

La situazione ideale: galassie a spirale viste di faccia (face-on).

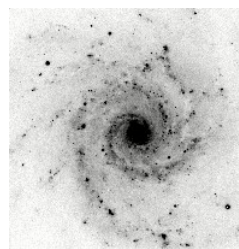
Con queste immagini è possibile quantificare la luce emessa dal bulge e dal disco e classificare correttamente la galassia.



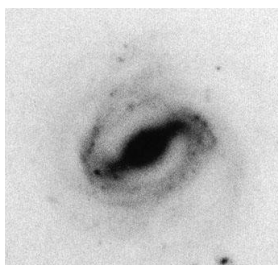
NGC 1302 Sa



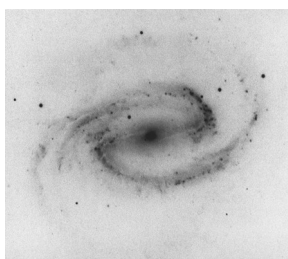
NGC 2841 Sb



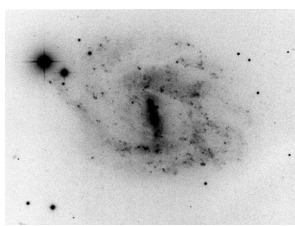
NGC 628 Sc



NGC 175 SBa



NGC 1300 SBb



NGC 7741 SBc

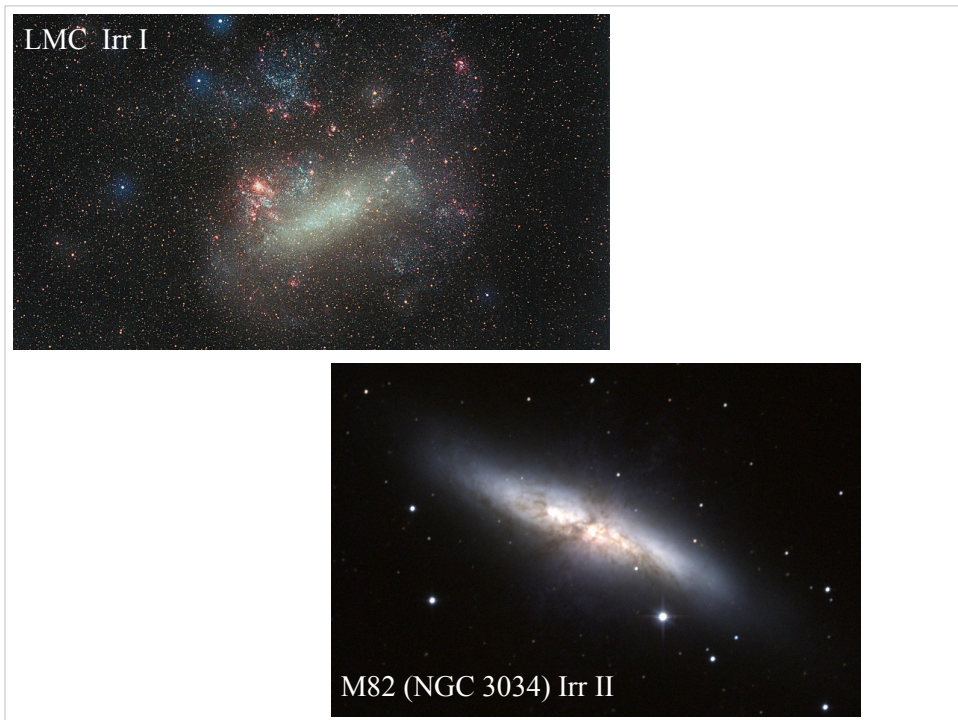
Altri esempi di spirali. In alto quelle normali, sotto le corrispondenti barrate.

Galassie irregolari

- Poca o nessuna simmetria
- Due sottoclassi: **tipo I** (Irr I) e **tipo II** (Irr II)
 - Irr I: fortemente risolte in stelle (a.e. LMC)
 - Irr II: caotiche e disturbate (a.e. M82)

Infine ci sono le galassie irregolari, quelle con morfologia indefinita.

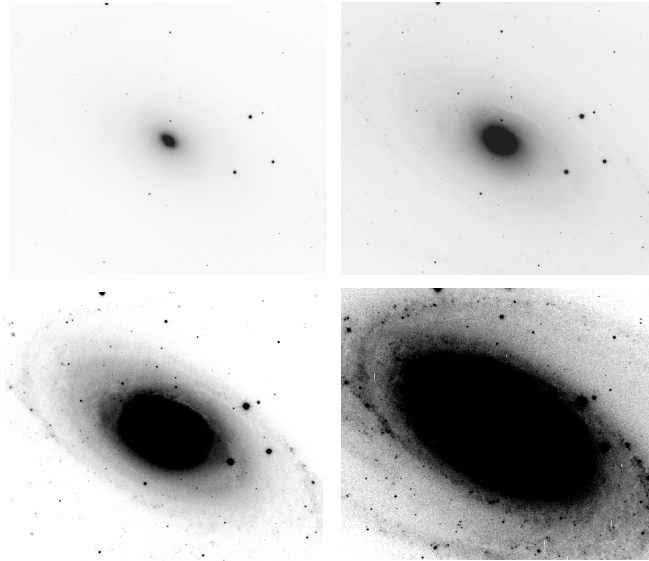
Si distinguono in tipo I, quelle risolte in stelle, e tipo II, quelle caotiche.



A sinistra un esempio di irregolare di tipo I, la grande nube di Magellano.

A destra invece una irregolare di tipo II, M82, che è caratterizzata da fortissima formazione stellare e un elevato contenuto di polveri, ben visibili in colore marrone nell'immagine.

Limiti delle classificazioni morfologiche



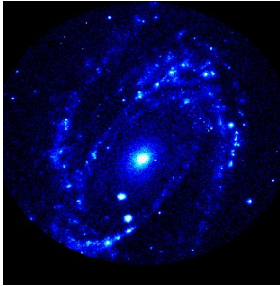
Lo studio della morfologia delle galassie fu effettuato dapprima osservandole ad occhio con i telescopi e successivamente utilizzando la tecnica fotografica: per decenni con le lastre fotografiche e più di recente con sensori digitali.

A seconda dello strumento utilizzato e dalla modalità di utilizzo (per esempio del tempo di esposizione della foto), si possono ottenere risultati diversi. Per questa ragione si è passati da un'analisi meramente qualitativa ad una quantitativa, studiando in dettaglio la distribuzione spaziale della luce (e quindi delle stelle).

Queste quattro figure sono foto della stessa galassia, M81, che simulano osservazioni con **profondità** crescente. Con questo termine ci si riferisce alla magnitudine delle stelle più deboli visibili nell'immagine. Più l'immagine è profonda, maggiore è il numero di stelle visibili perché si osservano stelle sempre più deboli. Un'immagine molto profonda consente di vedere le regioni più esterne e più deboli di una galassia e capirne quindi meglio la morfologia.

Per aumentare la profondità di un'immagine può essere sufficiente aumentare il tempo di esposizione della foto. Se questo non basta, è necessario utilizzare un telescopio di più grandi dimensioni.

Limiti delle classificazioni morfologiche



UV



Visibile

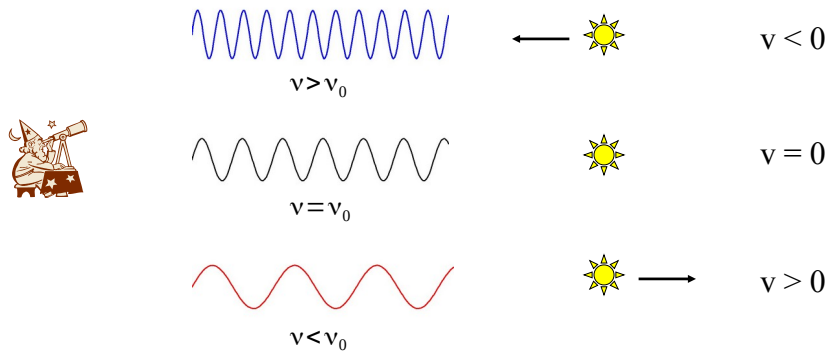


IR

Ancora M81, questa volta osservata in tre diverse regioni dello spettro elettromagnetico: ultravioletto, visibile e infrarosso.

Questo esempio evidenzia come a seconda della banda fotometrica utilizzata, le galassie appaiono avere forme diverse. Questo è dovuto al fatto che è diverso il contributo della luce delle stelle nelle tre bande: ad esempio, l'ultravioletto sarà sicuramente dominato dalle stelle O o B calde e luminose, mentre l'IR sarà dominato soprattutto dalle stelle K o M. A seconda della distribuzione più o meno omogenea delle stelle in una galassia, si osservano forme diverse.

Effetto Doppler



$$\nu = \frac{\nu_0}{1 + \frac{v}{c}}$$

L'enorme massa delle galassie genera un forte campo gravitazionale. Dunque, come fanno le stelle a non cadere verso il centro? Nello stesso modo in cui i pianeti non cadono sul Sole. Le stelle hanno un'energia cinetica che bilancia quella gravitazionale, esse sono quindi in movimento attorno al centro della galassia.

Lo studio della cinematica delle galassie (ossia del moto delle loro stelle) si basa su osservazioni spettroscopiche e sfrutta il noto fenomeno dell'effetto Doppler, secondo il quale la radiazione emessa da una sorgente in movimento viene rilevata da un osservatore fisso ad una frequenza diversa da quella emessa. In particolare, quando la sorgente si muove verso l'osservatore ($\nu < 0$, per convenzione) la radiazione apparirà a frequenza più alta, mentre quando la sorgente si allontana dall'osservatore ($\nu > 0$) la frequenza sarà minore.

Redshift

$$\frac{c}{\lambda} = \frac{\frac{c}{\lambda_0}}{1 + \frac{v}{c}} \Rightarrow \lambda = \lambda_0 \left(1 + \frac{v}{c} \right) \Rightarrow \boxed{z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{v}{c}}$$

$v \ll c$

Quando invece $v \leq c$:

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{\sqrt{1 + \frac{v}{c}}}{\sqrt{1 - \frac{v}{c}}} - 1$$

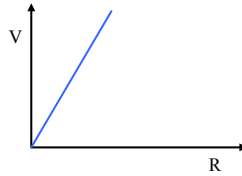
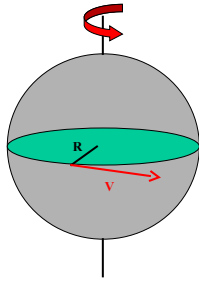
Esprimendo la formula dell'effetto Doppler in lunghezza d'onda anziché in frequenza, è possibile ricavare una semplice espressione che dice di quanto varia la lunghezza d'onda della radiazione osservata in funzione della velocità della sorgente che la emette. La quantità **z** viene chiamata **redshift**, o spostamento verso il rosso. Quando la velocità è negativa si deve parlare di **blueshift**.

Questa formula vale fintantoché la velocità della sorgente luminosa è molto minore della velocità della luce. Inoltre sembrerebbe che z sia sempre minore o uguale a 1, essendo v sempre minore o uguale a c .

In realtà quando v cresce e comincia a non essere più molto minore di c , non si può più applicare la fisica classica. Serve la fisica relativistica e la definizione di redshift cambia di conseguenza. La nuova formula dice che z diventa infinito quando $v=c$.

Inoltre questa formula si riduce a quella precedente quando $v \ll c$.

Rotazione rigida o di corpo solido

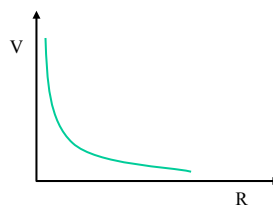
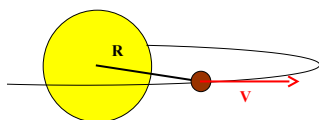


$$V = \omega R \Rightarrow V \propto R$$

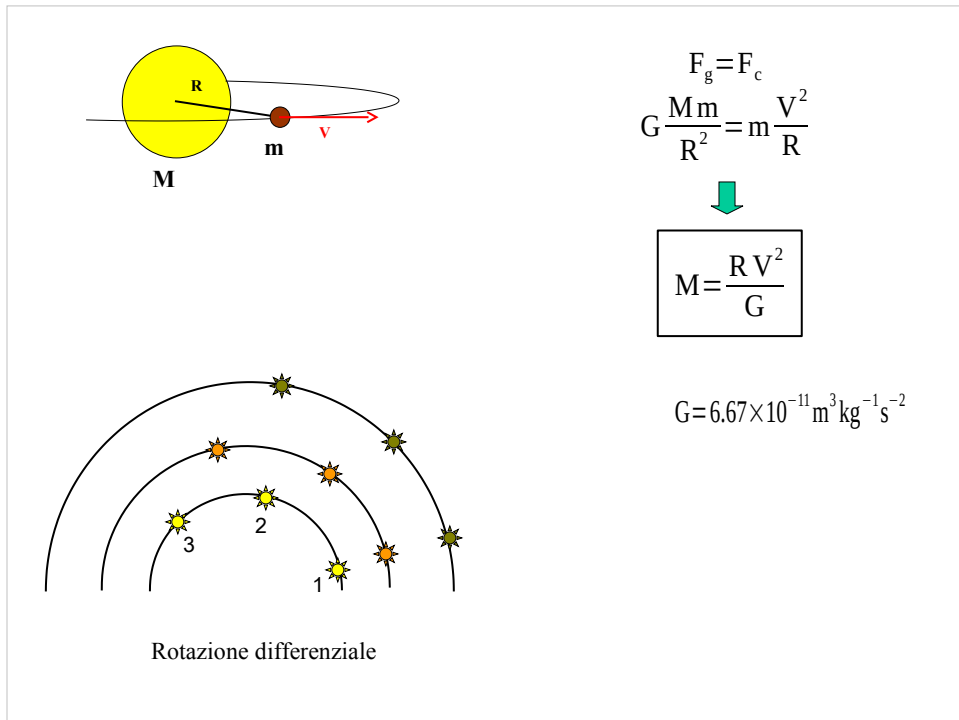
Vediamo adesso che genere di movimento delle stelle possiamo aspettarci. Se la rotazione attorno al centro avviene in modo rigido (esempio della giostra o del punto sulla sfera), allora sappiamo che la velocità circolare (V) è direttamente proporzionale alla distanza dal centro (R) e mettendo in grafico R e V si ottiene una retta di pendenza ω , chiamata velocità angolare.

Rotazione kepleriana

3^a Legge di Keplero $\frac{R^3}{T^2} = k \quad \Rightarrow \quad \left(\frac{R}{T}\right)^2 R = k$
 $V^2 R = k$
 $V \propto R^{-1/2}$



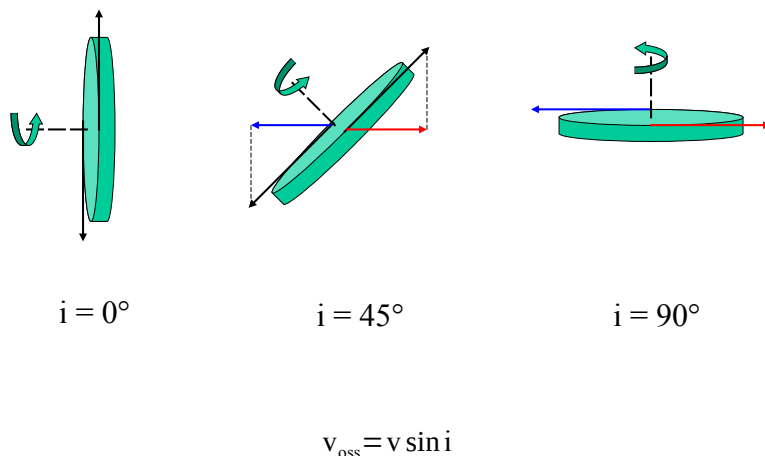
Se invece le stelle orbitano attorno al centro così come fanno i pianeti attorno al Sole, allora la rotazione è kepleriana, cioè segue la terza legge di Keplero. Sviluppando la relazione fra il cubo della distanza dal centro (R) e il quadrato del periodo orbitale (T) si ottiene che la velocità circolare (V) è proporzionale all'inverso della radice quadrata di R, ossia le stelle sono più veloci quando sono più vicine al centro e più lente quando sono più lontane.



Una conseguenza diretta del moto kepleriano è la cosiddetta **rotazione differenziale**, secondo cui le stelle su orbite più esterne restano indietro rispetto a stelle su orbite più interne. Questo implica che milioni d'anni fa il cielo visibile dalla Terra non era quello che vediamo adesso.

Altra conseguenza molto importante : l'equilibrio fra energia cinetica e gravitazionale, ossia fra forza centripeta e forza gravitazionale permette di calcolare quanta massa è contenuta entro una certa distanza dal centro (R), semplicemente conoscendo la velocità circolare (V) di una o più stelle a distanza R.

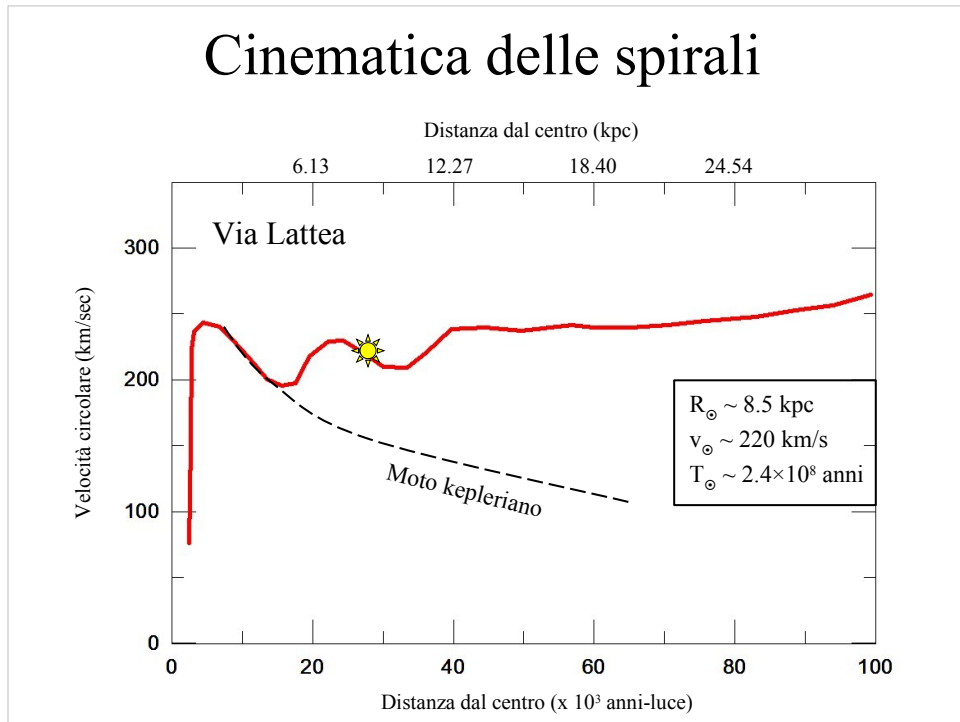
Effetto di inclinazione



Bisogna fare attenzione, perché l'effetto Doppler ci consente di misurare solo velocità radiali, cioè velocità lungo la direzione della nostra visuale. Qualsiasi cosa si muova in direzione ortogonale alla nostra linea di vista non può essere rilevato.

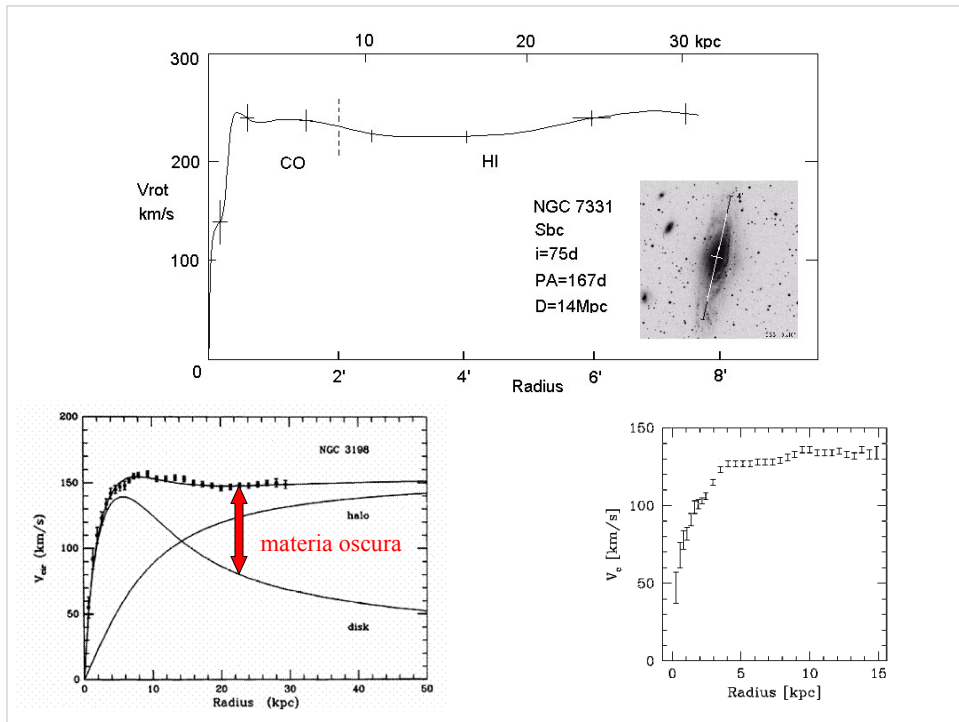
Quindi, un disco in rotazione (come avviene nelle spirali) avrà una certa inclinazione rispetto a noi. Quando l'inclinazione è zero, cioè quando la galassia è vista di faccia, il disco non avrà alcuna componente di velocità lungo la linea di vista dell'osservatore, per cui le righe spettrali non appariranno distorte. Il massimo si avrà a 90° , condizione per la quale la velocità circolare misurata sarà quella reale sul disco. Per inclinazioni intermedie è sempre necessario de-proiettare la velocità osservata, che sarà quindi sempre minore o uguale di quella reale ($v = v_{\text{oss}}/\sin i$).

Cinematica delle spirali



Mettendo in grafico la distanza dal centro contro la velocità circolare si ottiene la **curva di velocità** o **curva di rotazione**. Quella rappresentata sopra è la curva di rotazione della Via Lattea, in cui si osserva che nel bulge la velocità cresce rapidamente secondo una rotazione rigida per poi iniziare a decrescere con rotazione kepleriana. Ma invece di continuare a decrescere come ci si aspetterebbe considerando la massa totale pari alla somma delle masse di tutte le stelle della Galassia (linea tratteggiata), la velocità cresce di nuovo, oscilla e poi tende ad appiattirsi. A parità di distanza dal centro, una velocità maggiore implica una massa maggiore, ossia la Via Lattea contiene più massa di quella che riusciamo a vedere.

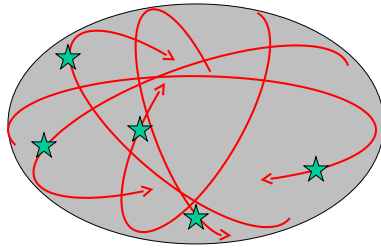
Il Sole si trova a una distanza di 8.5 kpc, ha una velocità circolare di 220 km/sec, anziché 150-160 km/sec se la rotazione della galassia seguisse l'andamento aspettato, e impiega circa 240 milioni di anni a compiere un'orbita completa attorno al centro della Galassia.



Queste figure sono esempi di curve di rotazione di galassie a spirale. Come si nota, la cinematica del bulge ha l'andamento di corpo rigido, con la velocità circolare che cresce al crescere del raggio, mentre poi la curva si mantiene pressoché piatta, anziché mostrare una velocità decrescente attesa dalla rotazione kepleriana.

Questo andamento è simile a quello osservato nella Via Lattea ed è indicativo di presenza di materia non visibile, non luminosa, chiamata per questo **materia oscura**.

Cinematica delle ellittiche



Velocità media

$$\bar{v} = \frac{\sum_{i=1}^N v_i}{N}$$



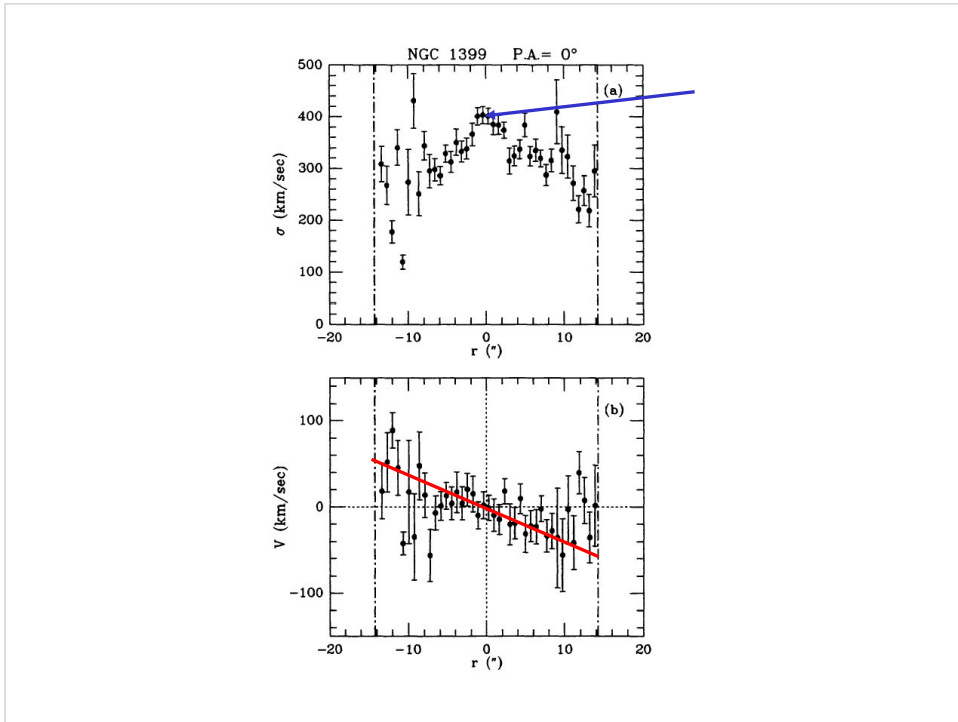
Dispersione di velocità

$$\sigma = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^N (v_i - \bar{v})^2}{N-1}}$$

Osservazioni spettroscopiche di galassie ellittiche mostrano una rotazione molto debole, quasi assente. Se la galassia non ha una rotazione globale, come fanno la struttura a non crollare su se stessa?

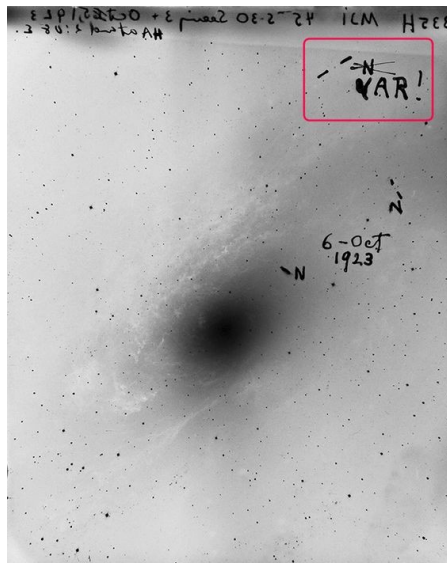
Le stelle sono in orbita attorno al centro della galassia, ma in modo disordinato o caotico. Lo stesso avviene nei bulge delle spirali.

In questo caso non possiamo più parlare di velocità circolare della galassia, ma piuttosto di dispersione di velocità (σ), cioè di deviazione dalla velocità media.



Questi due esempi riportano uno studio della cinematica della galassia ellittica NGC1399. Nel grafico in basso si ha la curva di rotazione della galassia, dove è facile notare la differente forma rispetto alle spirali: intanto la velocità massima è molto minore, di poche decine di km/sec e l'andamento è quello di corpo rigido, come nei bulge delle spirali. Al contrario, molto elevata è la dispersione di velocità che cresce da 200 km/sec fino a 400 km/sec al centro della galassia, dove più forte è il campo gravitazionale e quindi maggiore deve essere l'energia cinetica delle stelle.

Distanza delle galassie



Edwin Hubble (1889-1953) fu il primo astronomo a misurare la distanza di quelle che all'epoca erano chiamate Spiral Nebulae e a scoprire che si trattava non di nebulose della nostra galassia, ma di altre galassie lontane da noi.

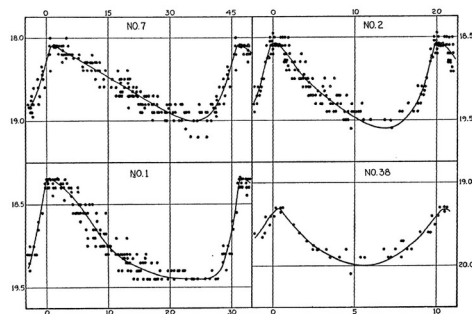


FIG. 1.—Light-curves of four Cepheids in M 31; ordinates, photographic magnitudes; abscissae, days.



NGC6822 = 214 kpc (**520**) = 700 000 a.l. (1925)
M33 = 263 kpc (**870**) = 850 000 a.l. (1926)
M31 = 275 kpc (**780**) = 900 000 a.l. (1929)

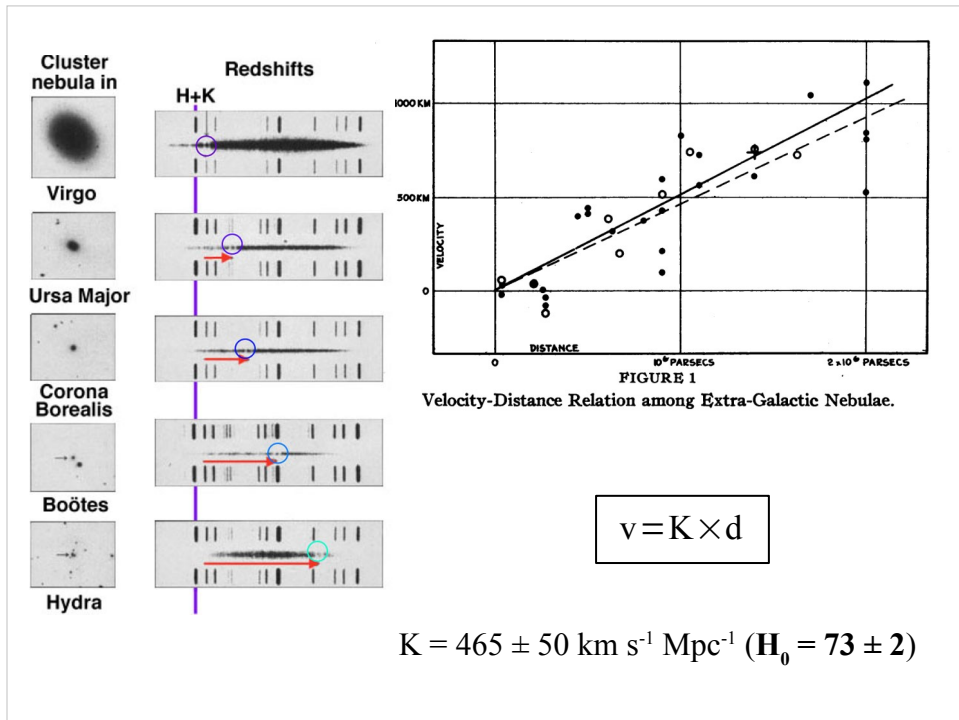
Questo fu possibile attraverso l'analisi di stelle variabili chiamate Cefeidi.

Le Cefeidi sono stelle giganti o talvolta supergiganti gialle (tipo spettrale compreso fra F e K) con atmosfera pulsante secondo periodi costanti che vanno da pochi giorni a decine di giorni.

Hubble scattò fotografie ripetute nel tempo di alcune galassie attraverso il telescopio Hooker (100" = 2.5 m) di Mount Wilson in California. Identificò e misurò la magnitudine apparente di alcune cefeidi e la riportò in grafico in funzione del tempo, riuscendo così a stimare il periodo della variazione di luce.

Hubble conosceva la relazione periodo-mag assoluta delle cefeidi che era stata ottenuta nel 1912 Henrietta Leavitt e calibrata da Hertzsprung nel 1923. Con questa relazione Hubble si ricavò la mag assoluta delle sue stelle e quindi calcolò la distanza delle galassie.

Purtroppo la relazione periodo-mag assoluta non era calibrata correttamente e quindi la stima delle distanze di Hubble era inferiore alla realtà, ma comunque i valori che aveva ottenuto gli permettevano di collocare queste sorgenti di luce al di fuori della Via Lattea.



Delle stesse galassie Hubble aveva il valore del redshift, e quindi della velocità radiale, ottenuto da altri astronomi con analisi spettroscopiche.

Mettendo in X la distanza ottenuta con le cefeidi e in Y la velocità ottenuta misurando il redshift con gli spettri, scopri una relazione fondamentale: la velocità di allontanamento cresce con la distanza. E' la famosa **legge di Hubble** (1929).

La costante di proporzionalità che oggi chiamiamo **costante di Hubble** (H_0) era ben lontana dal valore vero. Questo perché le distanze stimate da Hubble erano molto inferiori al loro valore reale. Oggi sappiamo che questa costante vale 73 km/s/Mpc.

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{v}{c} = \frac{H_0 \times d}{c} \Rightarrow d = \frac{c}{H_0} \times z \quad (\text{Mpc})$$

se $v \ll c$

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{\sqrt{1 + \frac{v}{c}}}{\sqrt{1 - \frac{v}{c}}} - 1 \Rightarrow d = \frac{c}{H_0} \times \frac{(z+1)^2 - 1}{(z+1)^2 + 1} \quad (\text{Mpc})$$

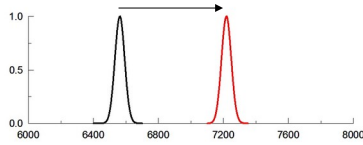
se $v \leq c$

Con la legge di Hubble si può avere una stima della distanza delle galassie. Purtroppo, il metodo delle stelle variabili può essere usato fintanto che queste stelle sono visibili, ma quando le galassie sono molto distanti (cioè nella maggior parte dei casi), non è possibile vederne le stelle e quindi misurarne le mag.

Ma osservando lo spostamento delle righe spettrali per effetto Doppler dovuto all'allontanamento delle galassie, è possibile avere la distanza, posto che la costante di proporzionalità sia corretta.

Come abbiamo già visto, quando la velocità non è più molto minore di quella della luce bisogna usare la formula del redshift che tiene conto della relatività.

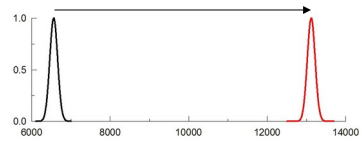
Come si determina un redshift



$$\lambda_0 = 6563 \text{ \AA}$$

$$\lambda = 7912 \text{ \AA}$$

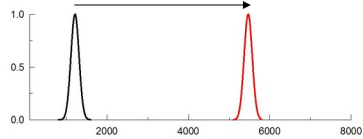
$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = 0.1 \Rightarrow d = 396 \text{ Mpc}$$



$$\lambda_0 = 6563 \text{ \AA}$$

$$\lambda = 13126 \text{ \AA}$$

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = 1 \Rightarrow d = 2500 \text{ Mpc}$$



$$\lambda_0 = 1216 \text{ \AA}$$

$$\lambda = 5472 \text{ \AA}$$

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = 3.5 \Rightarrow d = 3775 \text{ Mpc}$$

Per misurare il redshift è necessario avere a disposizione lo spettro di una galassia, identificare una riga spettrale (in emissione o in assorbimento), misurarne la lunghezza d'onda e confrontarla con quella che avrebbe a riposo.

La conseguenza più macroscopica del redshift è che lo spettro nel visibile si sposta sempre più nel vicino infrarosso. Quindi per osservare ad esempio H α (6563 Å) di una galassia a $z = 1$ o maggiore ci vogliono spettri infrarossi. Allo stesso modo “entrano” nella finestra visibile le righe ultraviolette, come nell'esempio terzo in basso dove la Ly α (1216 Å) di una galassia a $z = 3.5$ è osservata nel visibile.

$$d = \frac{v}{H_0} \quad (\text{Mpc})$$



Età dell'Universo

$$\frac{1}{H_0} = \frac{1}{73} \cdot \frac{3.09 \times 10^{19}}{3.15 \times 10^7} = 13.4 \times 10^9 \text{ anni}$$

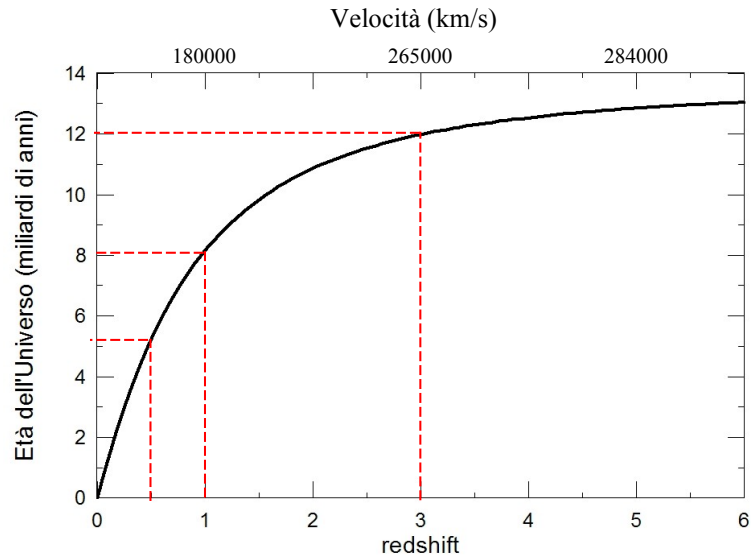
lontano nello spazio = indietro nel tempo

Per lungo tempo c'è stato un dibattito fra chi sosteneva che H_0 valesse 50 km/s/Mpc e chi diceva che valesse 100 km/s/Mpc. Le osservazioni più recenti a disposizione ci dicono che con tutta probabilità H_0 vale circa 73 km/sc/Mpc.

Determinare il valore della costante di Hubble è fondamentale, perché il suo inverso corrisponde all'età dell'Universo. Inoltre a parità di velocità misurata, una costante con valore maggiore ha come conseguenza un universo più “piccolo”, e viceversa.

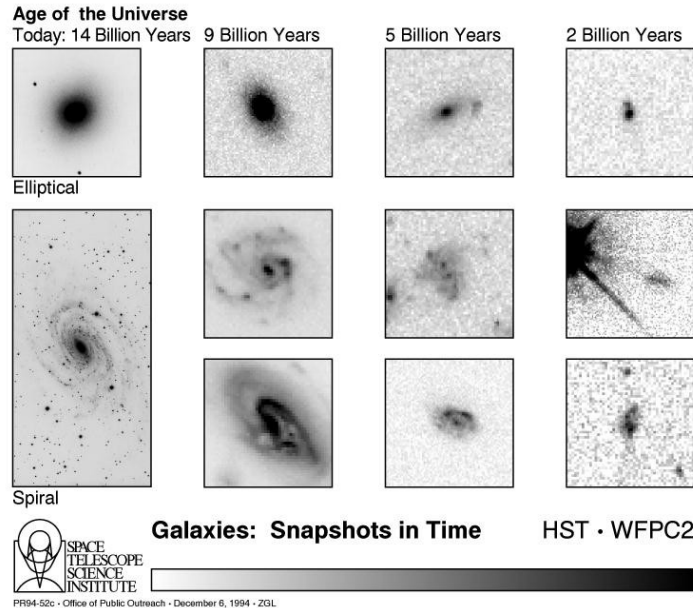
E' importante sottolineare che a causa del fatto che la velocità della luce ha un valore finito, la luce delle galassie più lontane è partita molto tempo fa, nelle fasi iniziali di evoluzione dell'universo. Quindi quando si guarda l'universo a grande distanza da noi, lo si sta vedendo com'era miliardi di anni fa.

La scala dei tempi



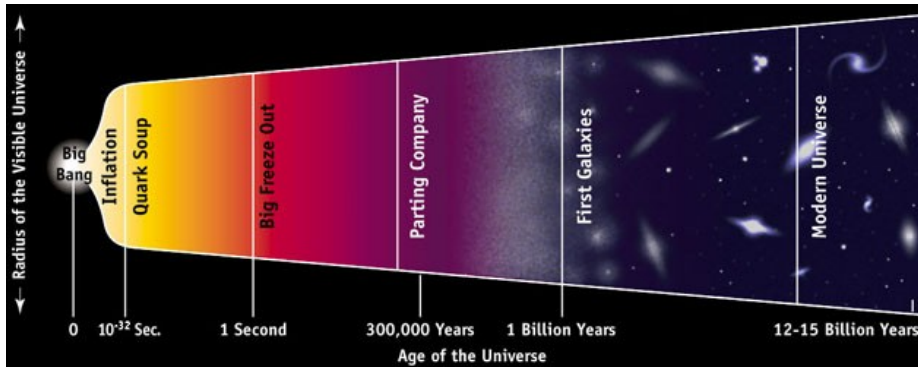
Questo grafico mostra l'andamento della velocità di recessione con il redshift. Poiché osservare galassie distanti significa guardare indietro nel tempo (**lookback time**), c'è corrispondenza fra redshift, velocità e età. In particolare, si nota che per z compreso fra 0.5 e 1 si sta osservando l'Universo vecchio circa metà della sua età attuale.

Morfologia ad alto redshift



Dato che la formazione delle galassie ha richiesto miliardi di anni, è lecito aspettarsi che osservando l'Universo ad alto redshift, cioè guardando indietro nel tempo, si riescano a vedere le galassie nelle loro prime fasi vita, in cui una chiara struttura morfologica non era ancora presente. Questa figura testimonia appunto ciò che ci attendiamo di vedere: le galassie con un età di un paio di miliardi di anni hanno strutture quasi amorfe.

La teoria del Big Bang



Secondo la teoria, da uno stato iniziale in cui materia e radiazione erano mescolati in una forma molto calda e densa, e le 4 forze fondamentali della natura (gravità, elettromagnetismo, forza nucleare debole e forte) erano unificate, l'Universo ha cominciato ad espandersi e la materia a raffreddarsi.

Il Big Bang segna l'istante in cui spazio e tempo hanno iniziato ad esistere. Durante il primo secondo le 4 forze si sono separate, si sono formati i quark (che poi si sono combinati a formare protoni e neutroni), gli elettroni, i neutrini e le antiparticelle. Le annichilazioni fra particelle e antiparticelle hanno prodotto i fotoni, i quali a loro volta decadevano in particelle e antiparticelle. La temperatura nel frattempo è passata da circa 10^{32} K a 10^{12} K. Ad un certo punto le annichilazioni sono diminuite e la simmetria tra materia e antimateria si è interrotta.

Approssimativamente 3 minuti dopo il Big Bang la temperatura è scesa a 10^9 K, protoni e neutroni si sono uniti a formare i nuclei di deuterio, elio, litio e berillio. I restanti neutroni sono decaduti in protoni e hanno formato i nuclei di idrogeno.

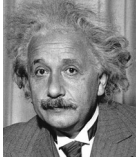
Circa 300mila anni dopo il Big Bang, l'Universo ha raggiunto la temperatura di circa 3000 gradi, gli elettroni possono combinarsi con i nuclei a formare atomi neutri (epoca della ricombinazione). Senza più elettroni liberi in grado di bloccare i fotoni tramite scattering, l'Universo diventa trasparente alla radiazione (epoca del disaccoppiamento), ed è questa luce che oggi chiamiamo **radiazione di fondo cosmico**.

Circa 1 miliardo di anni dopo il Big Bang cominciano a formarsi le stelle e le galassie, e da questa fase in poi l'Universo continua ad espandersi e a raffreddarsi sempre più.

Quale futuro per l'Universo?



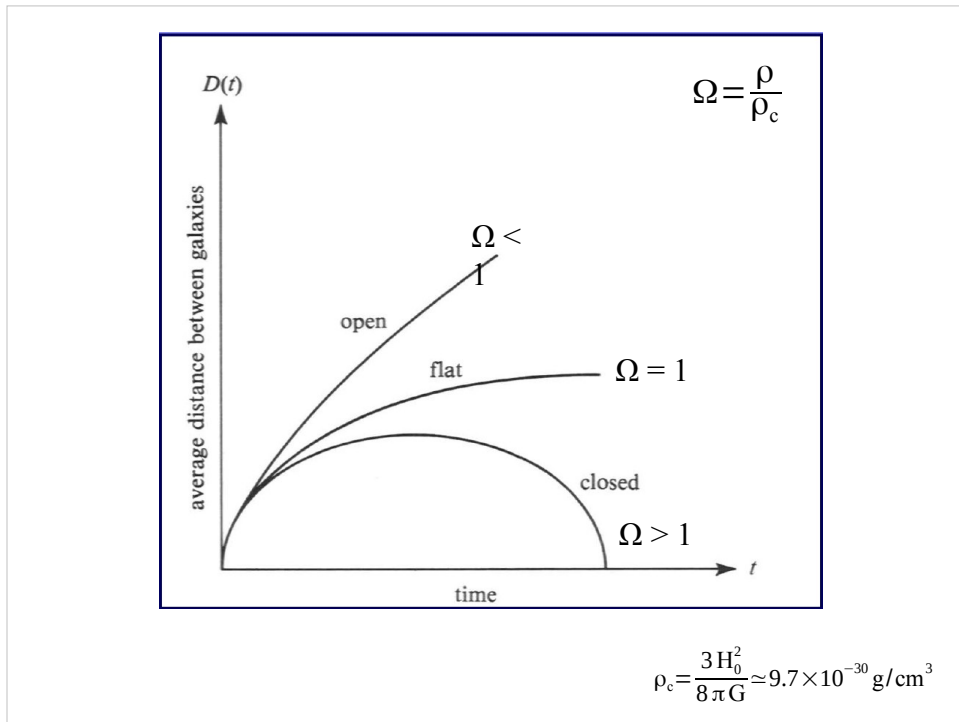
Alexander Friedmann (1922): assumendo che l'Universo su larga scala appaia lo stesso in ogni direzione e da ogni punto e utilizzando le equazioni della Relatività Generale di Einstein → **l'Universo si espande!!**



Einstein: impossibile, l'Universo è **statico**
→ **costante cosmologica Λ**



Hubble: l'Universo è **in espansione**
→ **Einstein cancella la costante Λ**



Sulla base delle equazioni di Friedmann esistono 3 soluzioni possibili: universo **aperto**, **piatto** e **chiuso**, che dipendono dalla densità.

E' la densità dell'Universo ciò che determina il suo futuro. Al variare del **parametro di densità Ω** , che è il rapporto fra la densità dell'Universo e la sua densità critica (che a sua volta è funzione della costante di Hubble), si ottiene un universo chiuso, piatto o aperto.

In un universo aperto non c'è abbastanza materia per bloccare l'espansione, le galassie continuano ad allontanarsi le une dalle altre ma con maggiore lentezza.

In un universo piatto, c'è materia sufficiente a bloccare l'allontanamento delle galassie, ma non a impedire l'espansione all'infinito.

In un universo chiuso c'è materia sufficiente a bloccare l'allontanamento delle galassie e a farle tornare indietro verso il Big Crunch.

Qual è il nostro Universo?

Osservazioni BOOMERanG, WMAP, Planck $\rightarrow \boxed{\Omega = 1}$

Stelle e galassie $\rightarrow \Omega \approx 0.03$
Materia oscura $\rightarrow \Omega \approx 0.27$ } $\Omega_M \approx 0.32$ Universo
aperto



Manca il 68% del parametro di densità $\rightarrow \Omega_\Lambda \approx 0.68$

Dati di Planck (2016) $\rightarrow H_0 = 67 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$

Dati di HST (2018) $\rightarrow H_0 = 73 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$

Sono state realizzate 4 importanti missioni scientifiche per studiare la radiazione di fondo cosmico. La radiazione partita all'epoca della ricombinazione quando l'universo aveva una temperatura di circa 3000 K, per effetto del redshift viene ricevuta come una sorgente termica a 2.7 K, che emette radiazione nell'intervallo delle onde radio millimetriche.

Il satellite COBE (1989) che dimostra che la radiazione di fondo cosmico è un corpo nero a temperatura di 2.7 K circa.

L'esperimento BOOMERanG (1997-2003) che dà come risultato un universo piatto.

Il satellite WMAP (2001) che mette in evidenza variazioni relative di temperatura ($\Delta T/T$) dell'ordine di 10^{-5} K.

Il satellite Planck (2009) che ha mostrato dettagli ancora maggiori.

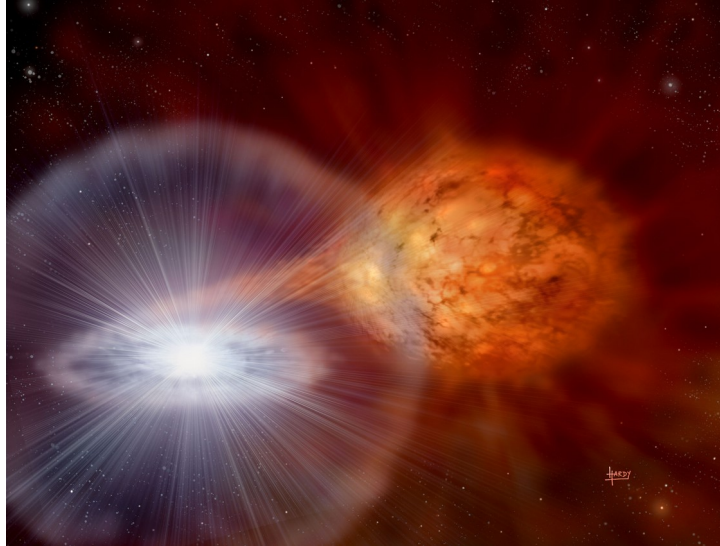
I risultati di Planck confermano sostanzialmente quanto trovato da WMAP e dicono che l'Universo è fatto di: 4.9% materia barionica (stelle e galassie), 26.8% di materia oscura. Manca quindi il 68.3% del parametro di densità, quantità oggi chiamata energia oscura o dark energy.

Planck abbassa il valore di H_0 , che i dati di WMAP davano a 70 km/s/Mpc, a 67 km/s/Mpc e suggerisce che l'universo sia leggermente più vecchio (13.8 Gyr).

Ma recenti osservazioni con il telescopio Hubble riportano la costante a 73 km/s/Mpc.

La questione è ancora aperta.

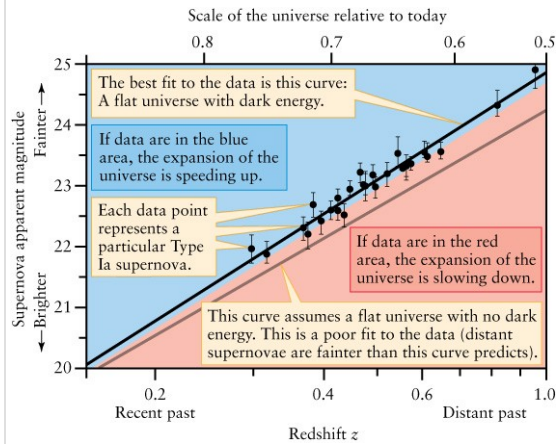
Supernovae Ia



Una supernova di tipo Ia è una tipologia di supernova originata dall'esplosione di una nana bianca che si trova in sistema binario.

Se una nana bianca aumenta gradualmente la propria massa accrescendola da una compagna in un sistema binario, il suo nucleo può raggiungere la temperatura richiesta per la fusione del carbonio. Entro pochi secondi dall'inizio della fusione, una sostanziale frazione della materia della nana bianca subisce una reazione termonucleare incontrollata che rilascia un'energia sufficiente ($1-2 \times 10^{44}$ J) a disgregare la stella in una violenta esplosione.

L'Universo è in fase di accelerazione (1998)



Premio Nobel 2011

Con questo metodo Adam Riess e Brian Schmidt (The High- z Supernova Search Team), e Saul Perlmutter (The Supernova Cosmology Project) scoprirono che l'universo sta attraversando una fase di accelerazione. E per i loro risultati hanno ricevuto nel 2011 il premio Nobel per la fisica.

Per poter accelerare, l'Universo deve essere sottoposto a una sorta di “forza gravitazionale repulsiva” ossia una forza di **pressione** che superi l'attrazione gravitazionale → **Energia Oscura**

$\Omega_\Lambda \rightarrow$ ritorna la costante Λ

