

La scala di distanze in astrofisica

Uno dei problemi più importanti e complessi in astrofisica è la determinazione delle distanze. Esistono due classi di oggetti che possono essere usati a questo scopo:

Candele standard: oggetti di luminosità assoluta fissa e nota

Regoli standard: oggetti di dimensione fissa e nota

L'impiego di **indicatori relativi di distanza** consente di applicare un metodo *bootstrap*, es.:

- ✓Confronto tra stelle in una galassia lontana con stelle dello stesso tipo (e luminosità) nella nostra galassia
- ✓Confronto tra le proprietà di una galassia lontana con una ancora più lontana, etc.

Questa sequenza costituisce la scala delle distanze. Va calibrata usando degli **indicatori assoluti di distanza**.

Indicatori assoluti di distanza

Solo per gli oggetti più vicini è possibile ottenere una misura di distanza usando metodi geometrici. Essi sono:

- Parallassi geometriche
- Parallassi secolari
- Parallassi statistiche
- Metodo del punto di convergenza (ammasso in movimento)

Per oggetti più lontani bisogna ricorrere ad altri metodi:

- Metodo di Baade–Wesselink
- Effetto SZ
- Time delays

Metodo di Baade–Wesselink

Se si conosce il raggio di una stella, da una misura della sua temperatura efficace (ottenuta ad esempio dal colore) si può ottenere una misura di L (e quindi una misura della distanza). Misurare il raggio di una stella è di solito impossibile in modo diretto (eccetto per stelle molto vicine, o per binarie occultanti – molto rare).

Il metodo di Baade–Wesselink è basato sulla misura della variazione del raggio lungo la linea di vista in stelle variabili (Cefeidi o RR Lyrae), dedotto dallo spostamento delle linee spettrali:

$$\Delta r = - \int_{t_0}^{t_1} dt v_r(t)$$

Quindi si può usare la variazione in magnitudine e temperatura (dedotta dal colore) per ottenere il raggio iniziale:

$$m_1 - m_0 = M_1 - M_0 = -5[\log(r_0 + \Delta r) - \log r_0] - 10[\log T_{\text{eff},1} - \log T_{\text{eff},2}]$$

Oltre che alle stelle pulsanti questo metodo può essere in linea di principio applicato ad altri oggetti la cui dimensione cambia con il tempo (es. supernovae).

Effetto SZ

La distorsione nello spettro di corpo nero del fondo cosmico, provocata dalla presenza di elettroni liberi negli ammassi di galassie (effetto SZ), dipende solo dalla profondità ottica, che a sua volta dipende solo dalla densità di elettroni lungo la linea di vista:

$$\tau_{SZ} = \sigma_T \int dl n_e(l)$$

Il flusso X dell'ammasso, invece, dipende dalla distanza dell'ammasso, oltre che dalla densità di elettroni e dalla temperatura del plasma. Nel caso di simmetria sferica, se r_c è il raggio dell'ammasso, D la sua distanza, e $\epsilon(\nu)$ l'emissività X , si hanno rispettivamente il flusso osservato e la profondità ottica:

$$f_X(\nu) = \frac{4/3 \pi r_c^2 \epsilon(\nu)}{4\pi D^2}, \quad (\epsilon(\nu) = A n_e^2 T_X^{-1/2} e^{-h\nu/kT_X})$$

$$\tau_{SZ} = 2\sigma_T r_c n_e$$

Eliminando n_e , si può misurare D . Limiti del metodo: l'ipotesi di simmetria sferica non è sempre corretta, bisogna de-proiettare l'ammasso per avere un'idea del profilo 3D. Si possono usare molti ammassi per avere una migliore statistica.

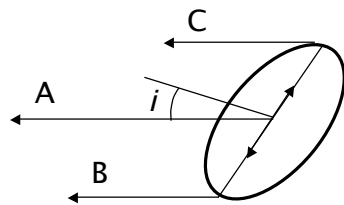
Time delays

I dettagli del metodo dipendono dal tipo di sorgente utilizzata, ma l'idea generale è di misurare una qualche scala caratteristica della sorgente, d , a partire dall'osservazione di un ritardo nell'arrivo della luce da punti diversi della sorgente, per cui $d=c\Delta t$.

Possiamo allora misurare la distanza dell'oggetto, D , mettendola in relazione con la dimensione d (per esempio attraverso la misura della scala angolare sottesa da d , $\theta=d/D$).

Applicazioni:

- Lensing gravitazionale
- Anelli della supernova 1987A



$$t_0 = \frac{r_{\text{ring}}}{c} (1 - \sin i)$$

$$t_{\text{max}} = \frac{r_{\text{ring}}}{c} (1 + \sin i)$$

Indicatori relativi di distanza

Esistono diversi metodi per misurare la distanza di un oggetto attraverso l'uso di indicatori relativi: questi vanno prima calibrati, ossia vanno osservati indicatori dello stesso tipo a distanze note.

I principali indicatori relativi di distanza:

- Stelle variabili
- Funzioni di luminosità
- Supernovae Ia
- Cinematica galattica

Stelle variabili

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 a:

- Relazione periodo luminosità molto semplice
- Segnatura di variabilità molto riconoscibile che le rende facilmente identificabili
- Molto comuni (calibrazione relativamente facile)

Funzioni di luminosità

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 (scala con $1/N^{1/2}$).

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).

Supernovae Ia

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 o con il metodo di Baade–Wesselink.
- Attraverso fit con curve teoriche (assumendo la luminosità come parametro libero). In particolare, c'è una forte correlazione tra luminosità di picco e rate di declino.

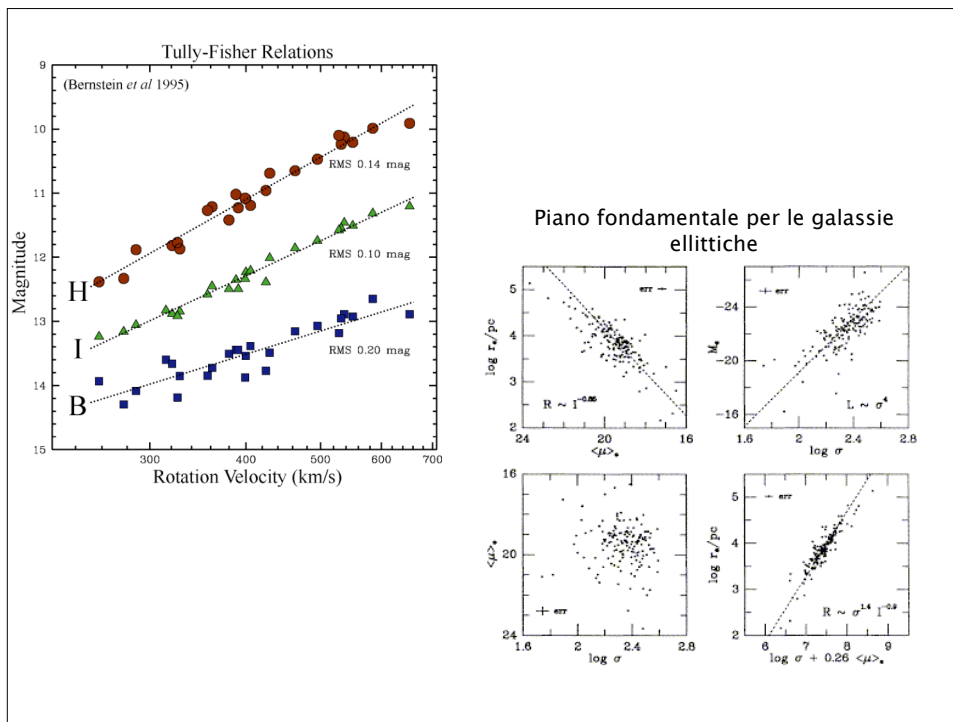
Cinematica galattica

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 ($L \sim \sigma^4$).



Risultati

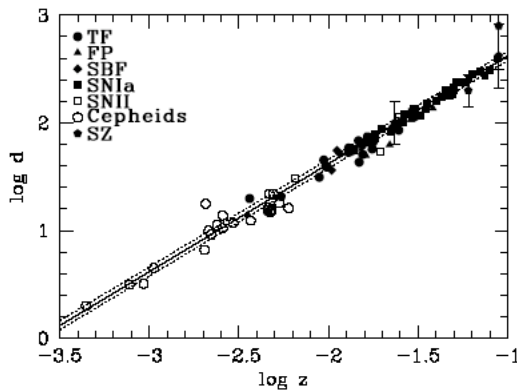
Lo scopo della costruzione di una scala di distanze è quello di giungere il più lontano possibile: in particolare, si vorrebbero osservare oggetti che sono a redshift dominati dall'espansione di Hubble ($z > 0.01$), piuttosto che dai moti locali. Questo permetterebbe una misura di H_0 .

La combinazione di effetti sistemati accumulati ad ogni passo della scala può portare ad errori finali molto grandi. L'ideale sarebbe spingersi il più lontano possibile in unico passo. I risultati più notevoli degli ultimi anni sono stati ottenuti usando osservazioni di oggetti molto distanti:

- Distanza dalla superficie di ultimo scattering della CMB
- Misura di H_0 con l'Hubble Space Telescope
- Misura del parametro di decelerazione q_0 con le SNe di tipo Ia

Hubble Space Telescope Key Project

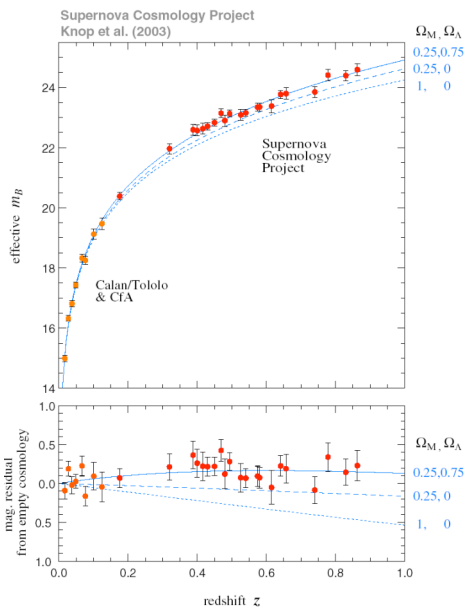
1. Scoprire Cefeidi in galassie vicine (<20 Mpc) e determinarne le distanze, per stabilire una scala accurata di distanze locali
2. Usare le Cefeidi per calibrare una serie di indicatori di distanza più lontani (relazioni di Tully-Fisher e Faber-Jackson, supernovae) in modo da ottenere una misura della costante di Hubble



Risultato:
 $H_0 = 72 \pm 3 \pm 7$ km/s/Mpc

(confronta con CMB:
 $H_0 = 72 \pm 5$ km/s/Mpc
 Effetto SZ:
 $H_0 = 66 \pm 12 \pm 15$ km/s/Mpc)

Supernovae Ia

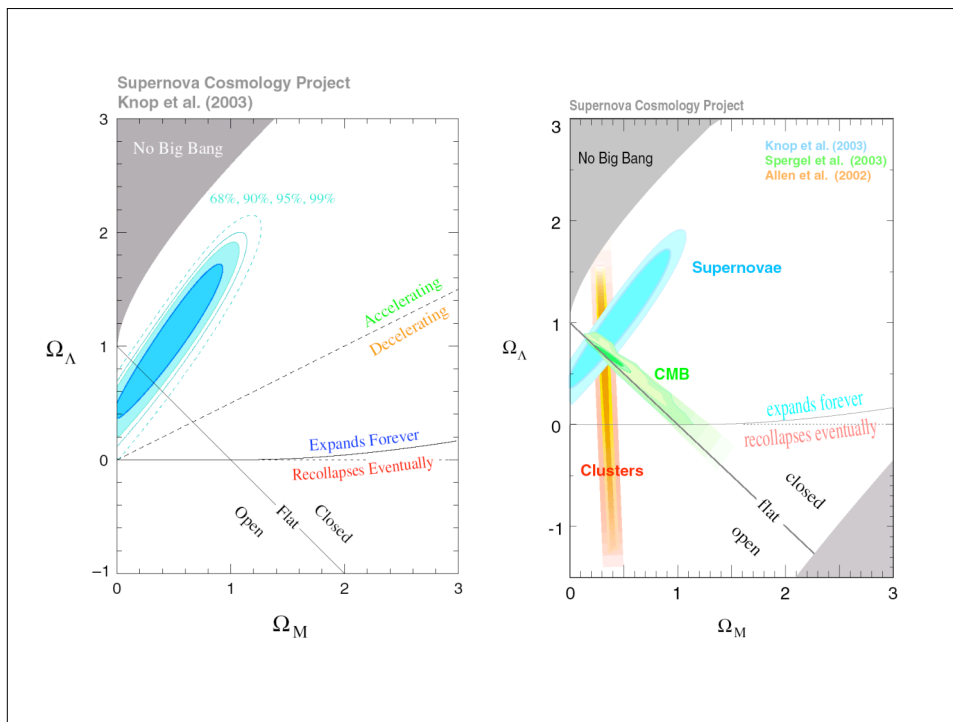


Distanza di luminosità:

$$d_L \approx \frac{c}{H_0} \left[z + \frac{1}{2}(1 - q_0)z^2 \right]$$

Parametro di decelerazione:

$$q_0 = -\frac{\ddot{a}_0}{\dot{a}_0^2} = \frac{\Omega_m}{2} - \Omega_\Lambda < 0$$



Modello di concordanza

- Densità barionica: $\Omega_b \sim 0.05$
- Densità complessiva di materia (barionica+non barionica): $\Omega_m \sim 0.3$
- Costante cosmologica: $\Omega_\Lambda \sim 0.7$
- Densità totale: $\Omega = 1$ (geometria piatta)
- $H_0 \sim 72$ km/s/Mpc
- Età dell'universo $t_0 \sim 13.7$ miliardi di anni