

## Capitolo 5

# PARAMETRI FONDAMENTALI

Con le tecniche di misura precedentemente descritte è possibile misurare le principali grandezze fisiche degli oggetti astrofisici da cui dipendono la loro costituzione, la loro dinamica e infine la loro evoluzione. Occorre tener presente che la misura delle grandezze astrofisiche è sempre indiretta, spesso dipendente dai modelli che studieremo più avanti. La gran parte delle nostre informazioni si riferisce alle stelle e alle galassie normali, ma ci occuperemo anche di oggetti peculiari che rappresentano rapide fasi evolutive.

### 5.1 Le distanze in astronomia

Le distanze di alcuni oggetti entro il sistema solare (pianeti, comete) sono oggi misurabili con tecniche radar da Terra, oppure attraverso visite *in situ* con sonde spaziali. Il principio usato è quello di valutare il tempo di volo di un segnale elettromagnetico da una sorgente a Terra e un riflettore naturale o artificiale sull'oggetto astronomico.

Per i restanti oggetti, stelle e galassie, data la loro inaccessibilità occorre invece ricorrere a misure indirette. Il più semplice metodo indiretto è quello delle *triangolazioni* su basi di lunghezza nota. Si tratta, nel caso astrofisico, di triangolazioni su combinazioni di misure fatte in tempi diversi attendendo che la base di osservazione sulla Terra, insieme alla Terra stessa, venga trasferita dai suoi moti in posizioni diverse dello spazio. Ad esempio il moto diurno della Terra trasporta l'osservatore da una parte all'altra di un diametro terrestre, a  $\sim 10^4$  km di distanza dal mattino alla sera. Il moto di rivoluzione annuale trasporta invece a distanze  $\sim 10^8$  km a sei mesi di distanza, da una parte all'altra dell'orbita terrestre.

Nelle diverse prospettive che si creano, gli oggetti astronomici più vicini vengono visti spostarsi rispetto a quelli lontani, cioè stelle "fisse" e galassie, disegnando ellissi di diversa eccentricità a seconda della posizione rispetto al piano

del moto dell'osservatore (Fig. 5.1). Proprio come, ad esempio, camminando lungo un viale gli alberi appaiono spostarsi rispetto allo sfondo delle montagne. Lo spostamento angolare rispetto allo sfondo viene indicato con il nome di *angolo di parallasse* o semplicemente *parallasse*; esso è per angoli piccoli, come nei casi astrofisici, pari al rapporto tra la lunghezza della base di triangolazione  $D$  e la distanza dell'oggetto  $d$ :

$$p_{rad} \simeq \frac{D}{d}. \quad (5.1)$$

Si parla di parallasse diurna per il moto di rotazione terrestre e di parallasse annua per il moto di rivoluzione. Tradizionalmente per la parallasse diurna si intende l'angolo corrispondente al raggio della Terra e per la parallasse annua quello corrispondente al raggio dell'orbita terrestre (Fig. 5.1).

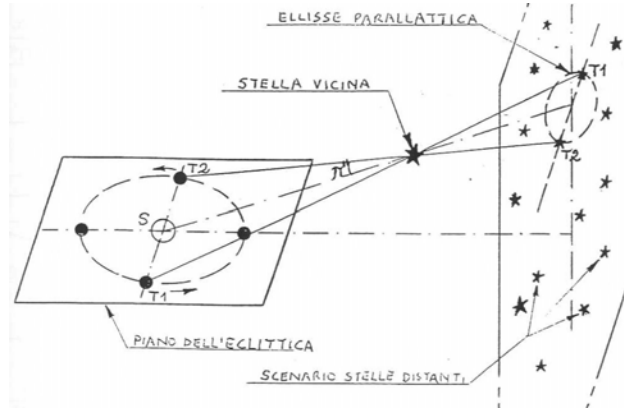


Fig. 5.1: Parallasse annua; l'angolo di parallasse è tipicamente definito come l'angolo corrispondente alla base della triangolazione corrispondente al raggio dell'orbita terrestre.

Come si è visto nei precedenti Capitoli, gli angoli limite di risoluzione dei telescopi nelle bande ottiche sono dell'ordine o poco inferiori al secondo d'arco. Pertanto le distanze massime misurabili con telescopi ottici corrispondono a parallassi di quest'ordine. Le parallassi diurne, con raggio terrestre pari a  $D = 6378$  km, permettono quindi di raggiungere una distanza  $d \simeq 10^{14}$  cm; le parallassi annue, con raggio medio dell'orbita terrestre  $D = 1.496 \times 10^{13}$  cm (distanza detta *unità astronomica* AU), permettono di arrivare fino a  $d = 3.086 \times 10^{18}$  cm. Quest'ultima distanza, dalla quale il raggio dell'orbita terrestre intorno al Sole verrebbe visto con parallasse pari a 1 secondo d'arco, prende il nome di *parsec* ( $pc$ ) ed è diventata l'unità di misura più usata in astrofisica, soppiantando l'*anno luce* ( $al$ ), la distanza percorsa in un anno da un raggio luminoso che si propaga alla velocità  $c = 300\,000$  km  $s^{-1}$ :

$$1 \text{ parsec} = 3.26 \text{ anni luce} \quad (5.2)$$

<i>Oggetto</i>	<i>Parallassi diurne</i>
Luna	57'02".44 (media)
Eros (asteroide)	1' (al perigeo)
Sole	8".794
Plutone	0".25
Proxima Centauri	0".00002 (non misurabile)
	<i>Parallassi annue</i>
Proxima Centauri	0".76
Sirio	0".37
61 Cygni	0".3

Tab. 5.1: Parallassi diurne e annue di alcune sorgenti

Diamo nella Tab. 5.1 alcune tipiche parallassi, da cui si derivano le distanze:

$$d_{pc} = \frac{1}{p''} \quad (5.3)$$

dove  $p''$  è appunto l'angolo di parallasse misurato in secondi d'arco e  $d_{pc}$  la distanza in parsec. La parallasse della stella 61 Cygni fu la prima ad essere misurata nel 1838 da Bessel e Struve.

Come vedremo nello studio della Galassia, è possibile definire il moto del Sole rispetto alle stelle vicine: la sua velocità è di circa  $19.7 \text{ km s}^{-1}$  e la direzione verso il cosiddetto *apice del moto solare* che è un punto nella costellazione dell'Ercole con coordinate  $\alpha = 18\text{h}00\text{m}$ ,  $\delta = +30^\circ$ ; il Sole percorre in questo moto circa 4 volte la distanza Terra-Sole in un anno. Si consideri ora una stella S la cui distanza angolare dall'apice A sia  $\vartheta$  e che si trovi a una distanza  $r$  dal Sole (Fig. 5.2). La stella avrà pertanto un moto apparente di allontanamento dall'apice a velocità angolare  $u = \mu_A$ , dove  $\mu_A$  è lo spostamento apparente della stella sulla sfera celeste in un anno dovuto allo spostamento  $s$  del Sole. La geometria del sistema comporta:

$$r = s \frac{\sin \vartheta}{\sin u} \approx s \frac{\sin \vartheta}{u} \quad (5.4)$$

Naturalmente lo spostamento misurato  $\mu_A$  della stella può includere anche un moto proprio della stella stessa. Questo tuttavia può essere eliminato prendendo una media su un gran numero di oggetti in quanto questi moti peculiari possono essere assunti casuali. Pertanto una misura statistica di  $\vartheta$  e  $u$  relative a un dato  $s$  permette di misurare la distanza delle stelle. Questo metodo è chiamato appunto il metodo delle *parallassi statistiche* o *parallassi secolari*, e può essere similmente applicato alle velocità radiali misurabili per effetto Doppler.

Un altro metodo di misura delle distanze è quello delle *parallassi cinematiche* che si applica allo studio dei moti di stelle che appartengono ad associazioni o

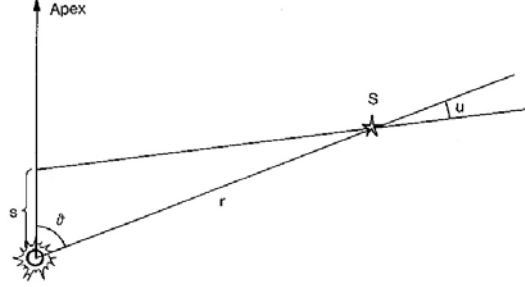


Fig. 5.2: Parallasse statistica

ammassi e quindi hanno circa la stessa velocità rispetto al Sole. Come mostrato nell'immagine di Fig. 5.3, i moti propri delle stelle dell'ammasso delle Iadi appaiono puntare verso uno stesso punto, detto appunto punto di convergenza. Se  $\theta$  è la distanza angolare di una data stella rispetto al punto di convergenza, le componenti della velocità lungo la linea di vista e nella direzione perpendicolare sono:

$$\begin{aligned} v_r &= v \cos \theta \\ v_t &= v \sin \theta \end{aligned} \quad (5.5)$$

dove la velocità radiale può essere misurata con l'effetto Doppler e quella trasversa attraverso il moto proprio  $\mu$  e la distanza  $r$ ,  $v_t = \mu r$ . Pertanto la distanza può essere calcolata dalla relazione:

$$r = \frac{v_t}{\mu} = \frac{v \sin \theta}{\mu} = \frac{v_r}{\mu} \tan \theta . \quad (5.6)$$

Per spingersi oltre le distanze raggiungibili con le parallasse, che non superano i 300 pc, occorre modificare sostanzialmente il metodo di misura. Come si mostrerà più avanti, le stelle hanno caratteristiche fotometriche e spettroscopiche strettamente correlate. Pertanto, studiando gli spettri, che non sono influenzati dalla distanza dell'osservatore (a parte l'effetto di arrossamento che si sa correggere), si può avere una stima affidabile della loro luminosità assoluta. Nota la luminosità assoluta e le caratteristiche dell'assorbimento si calcola il modulo di distanza.

In questa classe di misure vi è il metodo delle *parallasse spettroscopiche* che si applica ad ammassi stellari, cioè ad associazioni di stelle le cui componenti si trovano praticamente tutte alla stessa distanza dalla Terra. Se ne può costruire la correlazione tra proprietà fotometriche e spettroscopiche (il diagramma HR che studieremo più avanti); poiché le proprietà spettroscopiche non dipendono dalla distanza e quelle fotometriche si riferiscono alla stessa distanza, è possibile

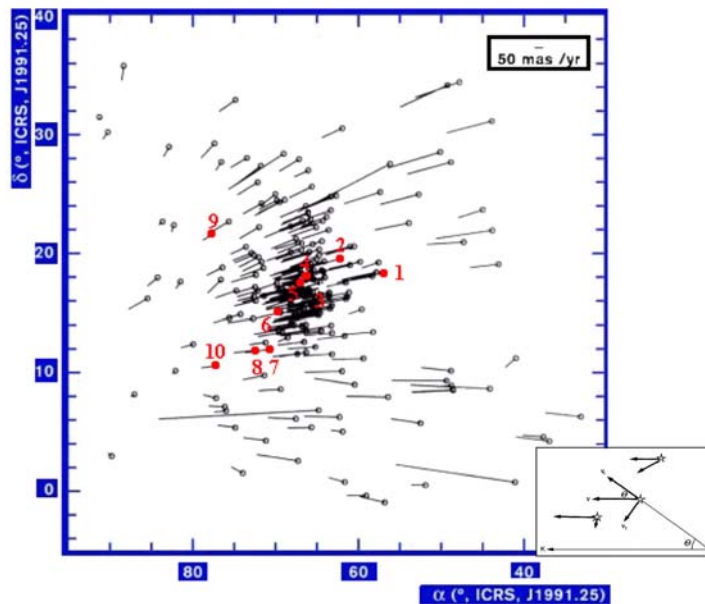


Fig. 5.3: Parallassi cinematiche per l'ammasso delle Iadi

ricavare le magnitudini assolute con il confronto statistico delle correlazioni per stelle vicine o di distanza nota; il vantaggio è che l'analisi è fatta su tutte le stelle dell'ammasso e non solo su un singolo oggetto. Con questo metodo si possono avere buone misure di distanza fino a 30 kpc.

Esistono inoltre oggetti particolari per i quali è possibile una stima accurata della luminosità assoluta sulla base di loro proprietà. Questi oggetti, le cui proprietà studieremo nei prossimi Capitoli, vengono utilizzati come *indicatori di distanza*:

- le variabili Cefeidi e RR Lyrae hanno un periodo di variabilità che è funzione della luminosità assoluta (fino a 4 Mpc)
- le stelle più brillanti hanno una luminosità assoluta simile in tutte le galassie (fino a 10 Mpc)
- le novae e le supernovae hanno il massimo delle curve di luminosità assoluta definito (fino a 100 Mpc)
- le galassie più brillanti degli ammassi hanno la stessa luminosità assoluta (fino a 2000 Mpc).

Con opportune calibrazioni delle successive classi di indicatori e utilizzando il modulo di distanza è possibile costruire una *scala delle distanze* sufficientemente

accurata:

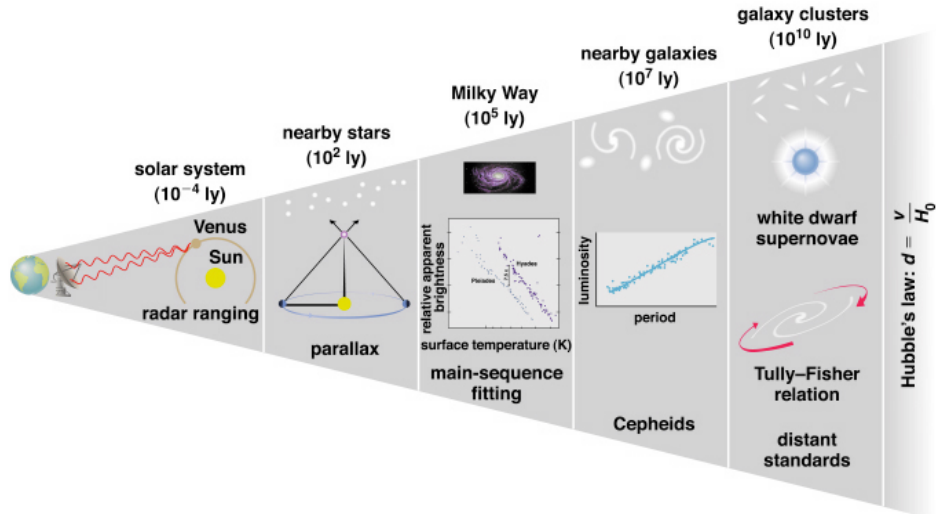
$$d_{pc} = 10^{[m-M+5-A(r)]/5} \quad (5.7)$$

Infine per le galassie più lontane si ricorre alla *legge di Hubble*, secondo la quale le galassie si allontanano le une dalle altre ad una velocità linearmente proporzionale alla distanza:

$$v = H_0 d \quad (5.8)$$

dove  $H_0 = 71 \pm 4 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$  è la costante di Hubble. Tale legge ha un importante significato in cosmologia e la discuteremo in quel contesto; per ora notiamo solo che la misura della velocità di recessione delle galassie, attraverso lo studio dell'effetto Doppler delle righe spettrali, è il metodo fondamentale per stimare la distanza degli oggetti più lontani del nostro Universo, oggi fino a circa 5000 Mpc.

Nella Fig. 5.4 è riportata la sequenza di metodi per le misure di distanza in astronomia, quella che spesso si chiama la scala delle distanze.



Copyright © Addison Wesley

Fig. 5.4: Metodologie delle misure di distanza in astronomia

## 5.2 Le stelle

### 5.2.1 Luminosità

La miglior fotometria ottica fornisce le magnitudini delle stelle con una precisione dello 0.1%. Con riferimento alle magnitudini assolute nella bande del visibile, Rigel ha  $M_V = -7$ , Betegeuse  $M_V = -6$ , Hadar  $M_V = -5$ , Antares

$M_V = -4.6$ , il nostro Sole  $M_V = +4.79$ , mentre le cosiddette nane rosse hanno  $M_V = +12 \div +16$ . L'intervallo coperto è quindi molto grande, mentre le temperature tipiche ottenute dagli spettri variano soltanto tra 3.000 e 30.000 K.

### 5.2.2 Masse

Le misure di masse delle stelle provengono dallo studio delle orbite dei sistemi binari, e in particolare dalla III legge di Keplero (vedi Capitolo 10). Se  $M_1$  e  $M_2$  sono le masse delle due stelle, si ottiene la loro somma

$$M_1 + M_2 = \frac{4\pi^2 a^3}{G P^2} \quad (5.9)$$

una volta noti  $a = a_1 + a_2$  somma dei semiassi maggiori delle orbite delle singole stelle rispetto al baricentro e il periodo di rotazione  $P$ . Naturalmente questa formula fornisce la somma delle masse delle due stelle e inoltre per conoscere  $a$  occorre aver una misura della distanza  $d$  del sistema. Tuttavia vale la relazione

$$\frac{M_1}{M_2} = \frac{a_2}{a_1} = \frac{a_2/d}{a_1/d} \quad (5.10)$$

con  $a_1/d$  e  $a_2/d$  distanze angolari delle stelle, misurabili nel caso di sistemi binari visuali. Pertanto, se la distanza  $d$  è nota, la combinazione delle (5.9) e (5.10) permette di ricavare le due masse. Questo procedimento è tuttavia complicato dal moto proprio del centro di massa e dall'inclinazione del piano orbitale rispetto al piano del cielo. Il moto del baricentro è comunque eliminabile in quanto è un moto a velocità costante. L'inclinazione dell'orbita modifica la (5.9) e la (5.10) attraverso l'angolo  $i$  tra la normale al piano dell'orbita e la linea di vista:

$$M_1 + M_2 = \frac{4\pi^2}{G} \left( \frac{d}{\cos i} \right)^3 \frac{\alpha^3}{P^2} \quad (5.11)$$

$$\frac{M_1}{M_2} = \frac{(a_2/d) \cos i}{(a_1/d) \cos i} \quad (5.12)$$

dove  $\alpha = (a/d) \cos i = (a_1/d) \cos i + (a_2/d) \cos i$ ; il rapporto delle masse non dipende da  $i$ . Quindi, se si può valutare l'angolo  $i$ , è possibile ricavare anche in questo caso le masse. La determinazione dell'angolo è possibile quando l'orbita può essere ben disegnata: in effetti nell'orbita inclinata il baricentro non appare in uno dei fuochi e ciò permette di risolvere l'ellisse.

Nel caso di binarie spettroscopiche, in cui i moti orbitali sono ricavati dallo spostamento Doppler periodico delle righe spettrali di ambedue o di una sola delle componenti, la determinazione delle masse segue uno schema differente. Nell'ipotesi che l'eccentricità dell'orbita sia piccola, cioè l'orbita sia sostanzialmente circolare, le velocità orbitali delle stelle sono costanti:

$$v_1 = \frac{2\pi a_1}{P} \quad v_2 = \frac{2\pi a_2}{P}$$

da cui si ottiene

$$\frac{M_1}{M_2} = \frac{a_2}{a_1} = \frac{v_2}{v_1} = \frac{v_{r2}}{v_{r1}} \quad (5.13)$$

in funzione delle velocità radiali  $v_{r1,2} = v_{1-2} \sin i$ . Pertanto anche in questo caso il rapporto delle masse non dipende dall'angolo di inclinazione. La somma delle masse invece ne dipende:

$$\begin{aligned} a &= a_1 + a_2 = \frac{P}{2\pi} (v_1 + v_2) \\ M_1 + M_2 &= \frac{P}{2\pi G} (v_1 + v_2)^3 = \frac{P}{2\pi G} \frac{(v_{r1} + v_{r2})^3}{\sin^3 i} \end{aligned} \quad (5.14)$$

Appare quindi chiaro che la somma delle masse è determinabile solo se si possono misurare le velocità radiali di ambedue le stelle, il che non succede molto di frequente perché nella maggior parte dei casi una delle stelle è molto più luminosa e sovrasta lo spettro di quella più debole (si parla in tal caso di binaria spettroscopica a linee singole). In tal caso si può riscrivere la (5.14) esprimendo la velocità radiale non misurabile, ad esempio la  $v_{r2}$  con la (5.13):

$$M_1 + M_2 = \frac{P}{2\pi G} \frac{v_{r1}^3}{\sin^3 i} \left( 1 + \frac{M_1}{M_2} \right)^3$$

ossia

$$\frac{M_2^3}{(M_1 + M_2)^2} \sin^3 i = \frac{P}{2\pi G} v_{r1}^3 \quad (5.15)$$

dove il termine a secondo membro (misurabile) è chiamato *funzione di massa*. Non è quindi possibile ricavare le masse a meno che si possa fare un'ipotesi su una delle due, nel qual caso l'altra è determinata. Altrimenti si può solo ottenere un limite inferiore su  $M_2$  perché il primo membro è sempre minore di  $M_2$ .

Se si hanno invece gli spettri di ambedue le stelle, le loro masse sono ricavabile se può stimare l'inclinazione dell'orbita  $i$  che in questo caso non è direttamente osservabile. Tuttavia è chiaro che la presenza di velocità radiali osservate comporta che  $i > 0^\circ$ ; d'altra parte  $i < 90^\circ$  se non si osservano eclissi e  $i \sim 90^\circ$  se si osservano eclissi. Da ragionamenti statistici si può concludere che il valore più probabile di  $\langle \sin^3 i \rangle \sim 2/3$ .

Le misure di massa nelle binarie mostra l'esistenza di una ben definita *relazione massa - luminosità* (Fig. 5.5).

In seguito si vedrà che la correlazione tra luminosità e temperatura superficiale delle stelle è funzione della massa stellare, per cui si possono stimare le masse da misure spettroscopiche.

Le masse delle stelle osservate vanno da circa 1/10 della massa solare fino a circa 80 volte. Vedremo come questi limiti rientrino nell'intervallo dei modelli teorici che prevedono instabilità distruttive per stelle di massa più grande e l'impossibilità dell'accensione per stelle di massa più piccola.

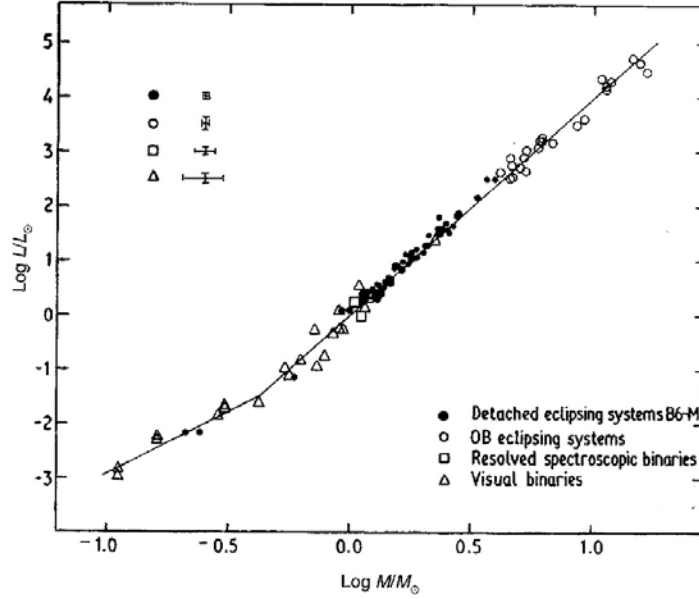


Fig. 5.5: Relazione massa - luminosità

### 5.2.3 Raggi

Le stelle non possono essere risolte dai telescopi ottici; sono state usate *misure interferometriche* e la *tecnica "speckle"*, che hanno prodotto alcuni limiti superiori per stelle vicine. Lo studio dei sistemi binari ad eclisse permette di valutare i raggi stellari in funzione della durata delle eclissi  $\tau$  e della velocità relativa delle due stelle  $v$ :

$$R_s = \frac{v}{2} \tau \quad (5.16)$$

dove se si osservano eclissi di ambedue le componenti è possibile stimarne ambo le masse.

Inoltre stime dei raggi stellari proviene dalla combinazione di misure spettroscopiche, che danno la  $T_{eff}$ , e fotometriche, che danno  $L$ , per cui dalle (4.15) e (4.37):

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4 . \quad (5.17)$$

I raggi delle stelle nella fase di bruciamento dell'idrogeno vanno da circa  $1/10$  a 10 volte il raggio del Sole  $R_\odot = 6.96 \times 10^{10}$  cm =  $6.96 \times 10^5$  km. Esistono poi le stelle giganti e supergiganti che si estendono fino  $1000 R_\odot$ , le nane bianche che sono strutture compatte con raggi inferiori a  $1/100 R_\odot$ , le stelle di neutroni con raggi di alcuni km soltanto.

## 5.3 Le galassie

Questo Capitolo si conclude con alcune informazioni generali sulle attuali conoscenze della struttura e distribuzione della materia e dell'energia sulle grandi scale.

### 5.3.1 *La Via Lattea*

Fin dall'antichità è stato un elemento di interesse e meraviglia la folta fascia di stelle che attraversa tutto il cielo e continua anche, oggi sappiamo, nell'emisfero australe (Fig. 5.6): i Greci la soprannominarono *Galassia (Via Lattea)*, ricorrendo alla fantasia mitologica per interpretare un'osservazione inspiegabile. Con il miglioramento degli strumenti osservativi gli astronomi si resero conto che la Via Lattea è ancora più densa di stelle, relativamente al resto del cielo, di quanto non appaia ad occhio nudo.



Fig. 5.6: La Via Lattea

Mentre i modelli cosmologici degli antichi avevano immaginato si trattasse di un anello di stelle che circonda la Terra, tutte alla stessa distanza, con le prime misure di distanze gli astronomi poterono mostrare che quella fascia era solo l'immagine proiettata sulla volta celeste da un disco entro cui il nostro sistema solare è immerso; in questo modo si poteva anche spiegare perché si osservino stelle nelle altre zone di cielo, cioè "sopra" e "sotto" il disco.

Ancora agli inizi del 1900 era però opinione comune che le stelle fossero l'unica componente dell'Universo (a parte pianeti e comete), e di questa distribuzione di stelle il sistema solare era sostanzialmente al centro, visto che la

Via Lattea appare ugualmente popolata nei due emisferi celesti. Il sostenitore di questo modello fu l'olandese Jakobus Kapteyn che ricavò anche le dimensioni di questo Universo: circa 2000 parsec di raggio. Kapteyn aveva però dimenticato l'assorbimento del mezzo interstellare che estingue la luce delle stelle lontane: del disco della Via Lattea si vedono solo gli oggetti più vicini, che per questo appaiono centrati sulla Terra. In realtà il disco si estende molto oltre tali limiti, e in modo disuniforme nelle varie direzioni.

Fu Shapley nel 1920 a proporre il modello attuale, basandosi sull'osservazione non di singole stelle, ma di ricche associazioni che vanno sotto il nome di *ammassi globulari*. Tali associazioni raggruppano fino a 100.000 stelle, sono anche molto più lontane dei 2000 parsec e sono disposte a simmetria sferica, creando una specie di aloni intorno al disco: il loro centro però non è sul sistema solare, ma lontano oltre 10 kpc (Fig. 5.7). Di colpo l'Universo assunse nuove dimensioni.

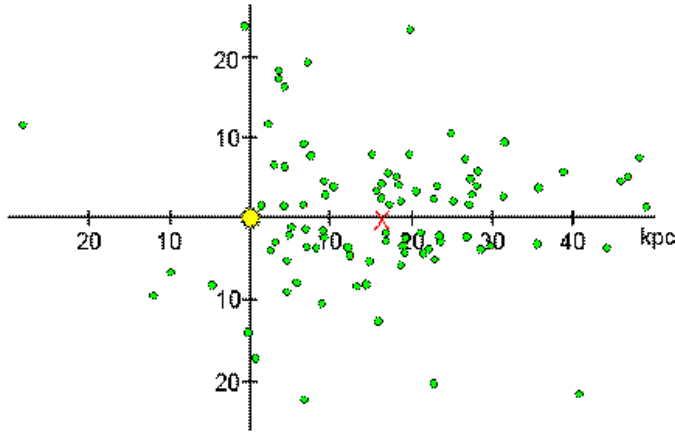


Fig. 5.7: Distribuzione degli ammassi globulari rispetto al sistema solare; la crocetta indica il baricentro della distribuzione degli ammassi

Come mostrato schematicamente in Fig. 5.8, la distribuzione di materia nella Galassia è a forma di disco con un rigonfiamento nella zona nucleare (*bulge*); nel disegno sono anche illustrati gli ammassi globulari e la posizione del Sole, decentrata ai bordi del disco. In Tab. 5.2 sono riportati alcuni dei parametri fisici della Galassia. Per quanto riguarda la massa si vedranno più avanti i metodi di misura che sono comunque legati alla dinamica della rotazione galattica.

Massa	Raggio	Luminosità
$4 \times 10^{11} M_{\odot}$	$2 \times 10^4$ pc	$4 \times 10^{44}$ erg s <sup>-1</sup>

Tab. 5.2: Parametri della Via Lattea

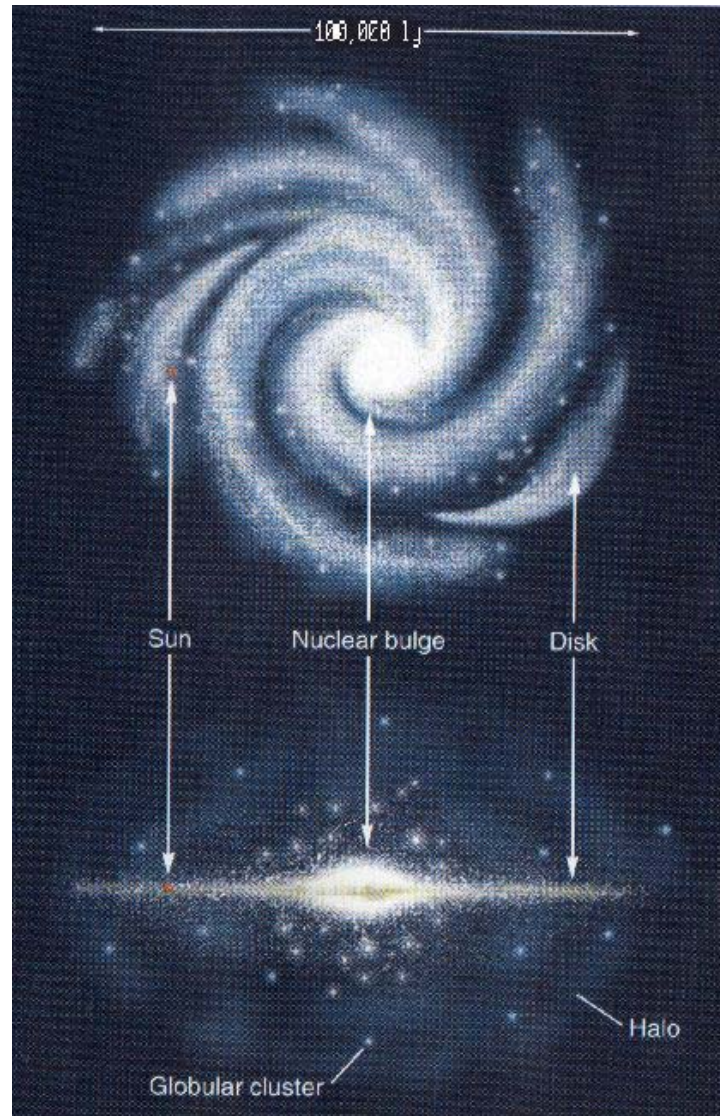


Fig. 5.8: Struttura della Galassia

Lindblad e Oort, studiando la cinematica delle stelle, riuscirono negli anni 1940 a dimostrare che il disco della Galassia ruota come un gigantesco vortice e si struttura in *bracci di spirale*, inizialmente pensati come vero e proprio materiale lanciato via dalla forza centrifuga, ma oggi riconosciuti come onde densità che si propagano attraverso il disco.

### 5.3.2 *Le galassie esterne*

L'avvento dei grandi telescopi di Mount Wilson (anni 1930) e Mount Palomar (anni 1940) permise di separare molte delle cosiddette *nebulose* in stelle e di vedere quindi strutture simili alla nostra dall'esterno. Edwin Hubble mostrò dallo studio delle variabili Cefeidi nella nebulosa di Andromeda che le sue stelle sono distanti 700 kpc, circa 70 volte oltre le dimensioni del nostro disco: dunque strutture completamente distinte e separate dal nostro raggruppamento di stelle.

Hubble classificò queste galassie esterne in tre classi, illustrate nelle Fig. 5.9-5.12:

1. *galassie a spirale*, ordinarie o barrate, a seconda che i bracci si dipartano dal bulge oppure dagli estremi di una barra che lo attraversa; rappresentano circa il 61% del totale e includono la nostra Galassia;
2. *galassie ellittiche*, strutture ellissoidali più o meno schiacciate, appunto classificate sulla base del rapporto dei due semiassi osservati; sono circa il 13% del totale, oltre a un  $\sim 22\%$  di *lenticolari*, strutture di transizione con la classe precedente;
3. *galassie irregolari*, raggruppamenti di stelle e gas molto irregolari;  $\sim 4\%$ .

Inizialmente Hubble propose che questa classificazione morfologica sottintendesse una sequenza evolutiva. A causa del progressivo effetto della rotazione, la nuvola di materia da cui le galassie si formerebbero, prima assumerebbe una forma ellissoidale, si appiattirebbe sempre più verso una forma a disco e infine svilupperebbe i bracci di spirale. In questo senso l'evoluzione andrebbe dalle ellittiche alle spirali (ordinarie o barrate) secondo il diagramma "a forchetta" di Fig. 5.13.

Tale schema apparve subito inconsistente con altri dati: le galassie ellittiche contengono popolazioni stellari più antiche di quelle a spirale e il loro gas appare definitivamente collassato in stelle; infine ruotano molto più lentamente delle spirali. Più probabilmente ellittiche e spirali sono classi che si differenziano inizialmente proprio in base al momento angolare della nuvola originaria. Nelle galassie ellittiche, dotate di minor momento angolare, il gas si fraziona più rapidamente in stelle, mentre nelle spirali il momento angolare elevato rallenta la formazione stellare, lasciandone la popolazione più giovane. Inoltre le recenti osservazioni suggeriscono che un ruolo fondamentale sia svolto dalle interazioni tra galassie, che portano alla dissipazione di momento angolare per effetti mareali, per cui la fusione di due spirali potrebbe dare origine a un'ellittica gigante.



Fig. 5.9: Galassia spirale



Fig. 5.10: Galassia spirale barrata



Fig. 5.11: Galassia ellittica



Fig. 5.12: Galassia irregolare

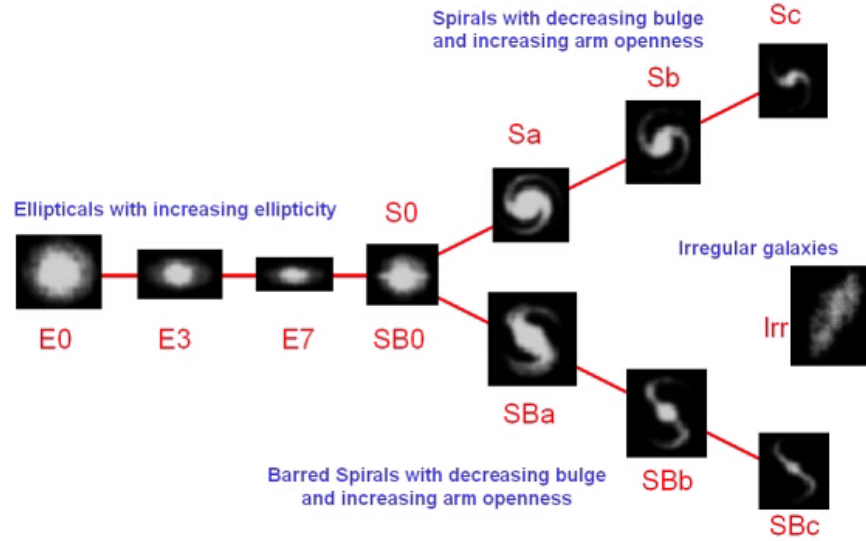


Fig. 5.13: Il diagramma "a forchetta" di classificazione delle galassie secondo Hubble

Ancora poco oggi sappiamo sull'evoluzione delle galassie. Un suggerimento potrà presumibilmente venire dallo studio di una piccola percentuale delle galassie in genere, numericamente  $\leq 1\%$ , le *galassie attive*, che mostrano forte attività radiativa e dinamica, soprattutto nelle regioni nucleari. Tali galassie rappresentano presumibilmente fasi evolutive particolari. Più avanti si mostrerà poi come le galassie attive siano oggetti tipicamente relativistici, quasi certamente sostenuti energeticamente da un buco nero supermassivo.

### 5.3.3 Dimensioni

Le galassie sono oggetti risolubili ai telescopi fino a distanze relativamente grandi. Pertanto le loro dimensioni sono valutabili dalle dimensioni angolari apparenti  $\Delta\theta$  sulla base della conoscenza delle distanze, che per lo più è ricavata dagli indicatori di distanza:

$$D = d \Delta\theta \quad . \quad (5.18)$$

Naturalmente questa semplice formula va corretta quando si osservino galassie a grandi distanze ove occorre utilizzare le formule derivate dai modelli cosmologici relativistici.

Le dimensioni delle galassie vanno dai 10 ai 100 kpc. Come vedremo più avanti esistono galassie a spirale in cui le stelle e il gas sono concentrati in un disco in rotazione differenziale e galassie ellittiche dotate di minor momento angolare e quindi meno schiacciate. Ovviamente all'osservazione ne abbiamo

un'immagine proiettata sul piano del cielo. Soprattutto nelle zone nucleari la struttura può essere di tipo ellissoidale a tre assi.

#### 5.3.4 *Luminosità*

Misurando le distanze delle galassie con gli indicatori è possibile avere una misura delle luminosità integrate, dovute essenzialmente alle stelle. Va tuttavia detto che occorre un criterio per delimitare la zona di integrazione in quanto non esiste un netto contorno degli oggetti. Utilizzando un criterio proposto da de Vaucouleurs che permette un confronto tra differenti oggetti, si mostra che le luminosità coprono un intervallo molto esteso: in magnitudini assolute si va da  $M = -18$  a  $-24$  dove gli oggetti più luminosi sono in media 1000 volte meno numerosi di quelli deboli.

#### 5.3.5 *Masse*

La distribuzione di masse nell'Universo è una quantità molto importante per lo studio della struttura a grande scala dell'Universo e della cosmologia, e quindi lo è la determinazione delle masse e il conteggio degli oggetti. Se le componenti delle galassie fossero solo le stelle, si potrebbe avere una valutazione delle masse in proporzione alle luminosità osservate. Invece le misure di massa dallo studio della loro dinamica interna rivelano sempre valori superiori.

Per le cosiddette galassie a spirale, per le quali si misura la curva della velocità di rotazione, la massa viene ricavata dalla condizione di equilibrio tra forza gravitazionale, che trattiene le stelle in orbita circolare, e la forza centrifuga:

$$\frac{GM}{R^2} \sim \frac{v_{rot}^2(R)}{R} \quad (5.19)$$

Per le galassie ellittiche, che non sono dotate di una velocità angolare ordinata elevata, si ricorre invece alla dispersione di velocità misurabile dall'allargamento delle righe spettrali. Se le galassie sono sistemi in equilibrio, si può applicare il teorema del viriale che comporta un legame tra energia cinetica disordinata, misurata appunto dalla dispersione  $\bar{v}$ , e l'energia potenziale di autogravitazione:

$$\frac{1}{2}M\bar{v}^2 \sim \varepsilon \frac{GM^2}{R} \quad (5.20)$$

( $\varepsilon$  fattore geometrico dell'ordine dell'unità).

Si può valutare che il rapporto  $M/L$ , che è dell'ordine dell'unità per il Sole, oggetto in cui misura dinamica e radiativa coincidono, per le galassie a spirale può raggiungere fino a valori dell'ordine di 10 e nelle galassie ellittiche fino a 20-30. Quindi esiste una componente dominante gravitazionalmente, ma senza interazione elettromagnetica perché altrimenti si rivelerebbe in effetti di assorbimento, come il gas interstellare. A questa componente viene dato il nome di *materia oscura* e farà parte del Capitolo sulla cosmologia.

## 5.4 La struttura a grande scala

Le galassie non risultano distribuite uniformemente sulla sfera celeste, come mostrato dalla mappa di Fig. 5.14, bensì raccolte in vari tipi di aggregazioni. Hubble stesso e poi Abell iniziarono a disegnare la mappa della distribuzione della materia nell'Universo, almeno per quanto riguarda la proiezione sulla sfera celeste. Le gerarchie superiori alle galassie, sono gli *ammassi di galassie*, che raggruppano fino a migliaia di oggetti, con galassie ellittiche giganti al centro della distribuzione. Gli ammassi sono poi collegati da strutture filamentari, detti *superammassi*.

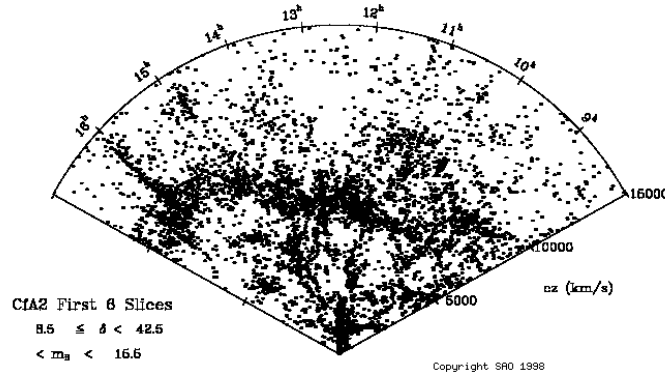


Fig. 5.14: Il catalogo CfA2 degli ammassi di galassie

Le misure di distanze attraverso i metodi sopra descritti, fino all'utilizzo della legge di Hubble, hanno permesso di confermare che queste aggregazioni non sono semplici effetti prospettici; anche nella terza dimensione le aggregazioni sono strutture che interagiscono gravitazionalmente, anche se non necessariamente legate - a energia totale negativa -, o virializzate.

Le caratteristiche della distribuzione di galassie e l'individuazione delle strutture gerarchiche, che sono necessariamente legate all'origine dell'Universo, sono studiate attraverso i metodi statistici delle funzioni di correlazione. La probabilità che una galassia, in una regione di densità numerica  $n$ , si trovi al centro di un volume  $dV$  è data da:

$$dP = n dV \quad (5.21)$$

La funzione di correlazione a 2 punti,  $\xi(r)$ , è definita dalla probabilità congiunta che si trovino galassie in due volumi  $dV_1$  e  $dV_2$  separati dalla distanza  $r$ :

$$dP = n^2 dV_1 dV_2 [1 + \xi(r)] \quad (5.22)$$

Si è ottenuto osservativamente che la *funzione di correlazione* è del tipo:

$$\xi(r) = \left(\frac{r_0}{r}\right)^\gamma, \quad r_0 = 5.4 \pm 1h^{-1} \text{ Mpc}, \quad \gamma = 1.77 \pm 0.04 \quad (5.23)$$

fino a distanze dell'ordine dei 10 Mpc ( $h = H/H_0$  con  $H_0 = 100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ). Lo stesso andamento funzionale si verifica per la correlazione tra ammassi e tra superammassi, con lo stesso esponente, ma differente distanza di correlazione.

Con queste definizioni si calcola che gli ammassi di galassie abbiano distanze di correlazione tipiche  $\leq 15$  Mpc con densità di galassie  $\sim 2 \times 10^{-2} \text{ Mpc}^{-3}$  e per i superammassi distanze di correlazione  $\leq 30$  Mpc e densità di ammassi  $\sim 10^{-6} \text{ Mpc}^{-3}$ . La distribuzione delle varie gerarchie di aggregazioni appare consistente con una distribuzione omogenea, con scarsa evidenza di struttura frattale. Attualmente le nostre informazioni sono peraltro limitate a distanze massime intorno ai 100 Mpc.

Le misure di distribuzione delle galassie, date le limitazioni delle nostre osservazioni, si basano sull'assunzione di una *funzione di luminosità* universale, la cui forma, illustrata in Fig. 5.15, è stata proposta da Schechter (1976):

$$\Phi(L) dL = \Phi^* \left(\frac{L}{L_*}\right)^\alpha e^{-L/L_*} d\left(\frac{L}{L_*}\right) \quad (5.24)$$

$$\Phi^* = 0.005 \left[\frac{H_0}{50}\right]^3 \text{ Mpc}^{-3}, \quad \alpha \sim -\frac{5}{4}$$

Occorre ricordare che, oltre alle stelle e alle galassie, l'Universo include anche il gas e le polveri interstellari ed extragalattiche, la radiazione stellare, i raggi cosmici, la radiazione primordiale, materia oscura ed energia oscura. Osservazioni a raggi X indicano inoltre che lo spazio tra galassie non è vuoto, ma contiene *gas intergalattico* ad alta temperatura ( $\sim 10^6 - 10^8$  K) emesso dall'attività galattica e riscaldato dal confinamento nel potenziale gravitazionale degli ammassi. Esiste una chiara correlazione tra distribuzione del gas e la struttura dell'ammasso.

La presenza di materia oscura, come già abbiamo discusso, è evidenziata dalle misure dinamiche di massa delle galassie. Va detto che anche la dinamica degli ammassi porta alle stesse conclusioni, anzi richiede quantità di materia oscura anche 1000 volte superiore a quella della materia ordinaria.

Infine il fenomeno della recessione delle galassie scoperto da Hubble negli anni 1930 ha recentemente avuto un ulteriore sviluppo. Secondo Hubble le galassie appaiono allontanarsi le une dalle altre a velocità tanto maggiore quanto più sono distanti; ciò ha portato allo sviluppo di modelli cosmologici sull'espansione dell'Universo. Vale la già citata legge di Hubble con un valore  $H_0 = 71 \pm 4 \text{ km}$

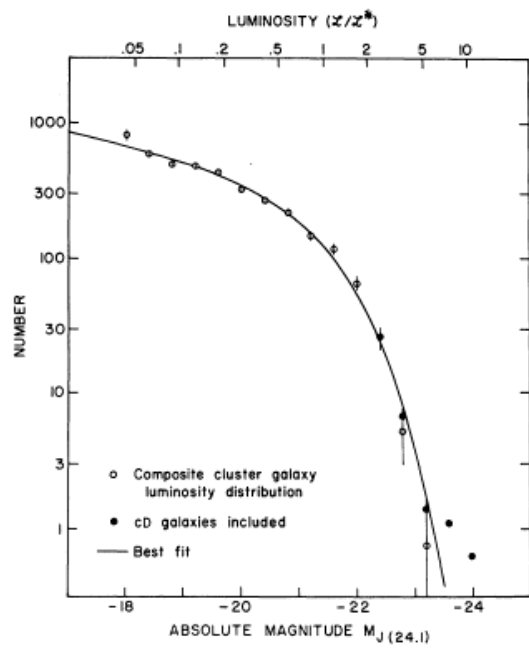


Fig. 5.15: Funzione di luminosità delle galassie secondo Schechter

$\text{s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ . La validità di tale legge alle grandi distanze,  $\geq 100 \text{ Mpc}$ , è ancora oggetto di investigazione, come pure non è definitiva la misura di  $H_0$ . Soprattutto è stata recentemente portata evidenza osservativa dallo studio di galassie lontane che tale espansione universale può in effetti essere accelerata: l'energia che porta a questa accelerazione sarebbe quasi 3 volte maggiore dell'energia che riconosciamo nella materia e nella materia oscura, ed è stata soprannominata *energia oscura*. Sulla sua origine non esiste per ora alcuna teoria confermata.

## 5.5 Spettro elettromagnetico universale

Nel 1969 Penzias e Wilson scoprirono l'esistenza di un fondo di radiazione isotropo con spettro di corpo nero alla temperatura di 2.73 K, misura che oggi è stata confermata con estrema precisione dal satellite COBE (COsmic Background Explorer). Tale fondo risale alla fase calda da cui si è originato l'Universo secondo quanto suggerisce il riportare indietro nel tempo l'espansione delle galassie osservata da Hubble. Si parla pertanto di *fondo di radiazione primordiale* o *fossile* (Fig. 5.16).

Peraltro nello spazio sono anche presenti fotoni emessi dall'insieme delle sorgenti localizzate astrofisiche (stelle, galassie, gas): si tratta dei cosiddetti fondi di radiazione, sovrapposizione di sorgenti distanti e non risolte.

In Fig. 5.17 è riportato infine lo spettro elettromagnetico universale che rappresenta la densità di flusso di fotoni alle varie frequenze dovuta all'insieme delle sorgenti cosmiche, oltre che al fondo primordiale, che risulta il più importante energeticamente.

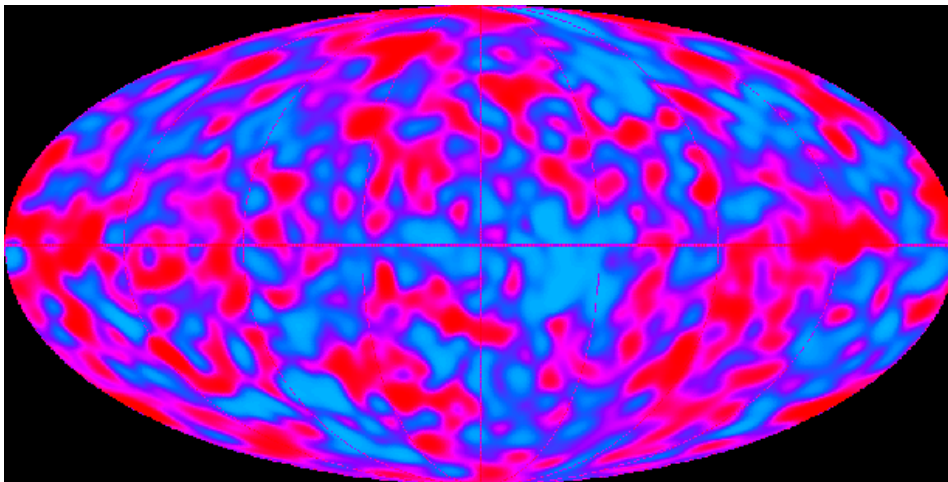


Fig. 5.16: La mappa della radiazione cosmica di fondo primordiale ottenuta dal satellite COBE

Wavelength range		Energy density of radiation (eV cm <sup>-3</sup> )	Number density of photons (cm <sup>-3</sup> )
Radio	(a) metre wavelengths	$3 \times 10^{-5}$	0.3
	(b) microwave background radiation		
Infrared		$\approx 10^{-2} - 10^{-3}{}^a$	$\approx 0.1 - 1{}^a$
Optical		$\approx 3 \times 10^{-3}{}^a$	$10^{-3}{}^a$
x-ray	(a) soft ( $h\nu < 1$ keV)	$\approx 10^{-4} - 10^{-5}$	$\approx 3 \times 10^{-7} - 3 \times 10^{-8}$
	(b) hard ( $1 < h\nu < 200$ keV)	$4 \times 10^{-4}$	$10^{-8}$
$\gamma$ -ray	(a) soft ( $1 < h\nu < 10$ MeV)	$10^{-4} - 10^{-5}$	$3 \times 10^{-11} - 3 \times 10^{-12}$
	(b) hard ( $h\nu > 30$ MeV)	$10^{-5}$	$10^{-12}$

<sup>a</sup> Rough theoretical estimate.  
(Updated version of diagram and data from Longair & Sunyaev (1971).)

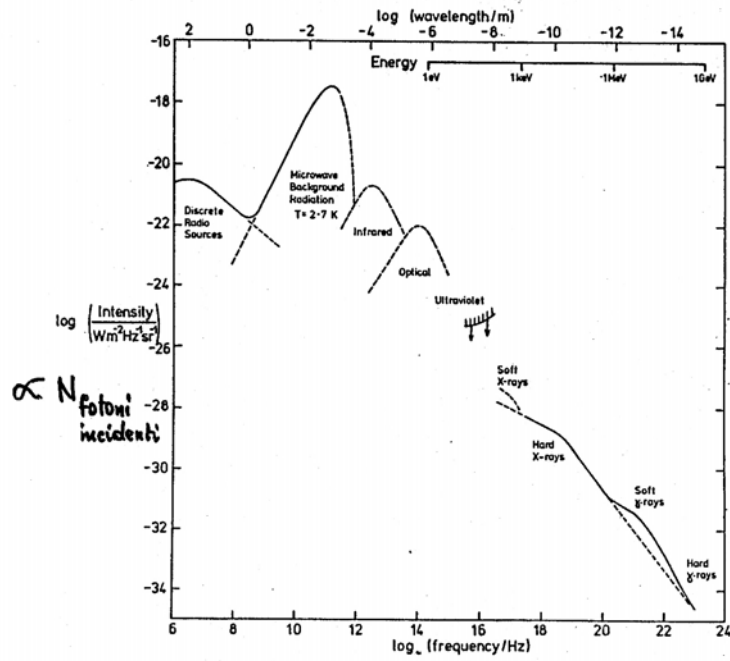


Fig. 5.17: Spettro universale dei fotoni

# Bibliografia

- [1] I. Newton - *Principii di Filosofia Naturale - Teoria della Gravitazione* - Zanichelli (1990)
- [2] A.R. Thompson, J.M. Moran, G.W. Swenson Jr. - *Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy* - Wiley Interscience (1986)

