

# COSMOLOGIA

## Introduzione

La *cosmologia* è la scienza che si occupa dello studio dell'Universo come un *tutto unico*, della sua origine e della sua evoluzione. Lo studio dell'Universo ha presentato differenti aspetti a seconda del contesto storico in cui era inserito. Al tempo di Galileo il problema cosmologico fondamentale era la scelta tra il *sistema Tolemaico* e quello *Copernicano*. Agli inizi del Novecento la cosmologia si occupava della forma e la natura della nostra Galassia, considerata come tutto l'Universo.

La nascita della cosmologia moderna viene fatta risalire alla memoria *Kosmologische Betrachtungen*, presentata da Albert Einstein, nel 1917, all'*Accademia Prussiana delle Scienze*.

Nel suo lavoro lo scienziato applicò le equazioni della teoria della relatività generale a una descrizione generale dell'Universo. Lo scopo della cosmologia moderna è oggi proprio quello di studiare la geometria dello spazio-tempo dell'Universo, tramite le equazioni di Einstein.

Il quadro cosmologico accettato dalla maggioranza degli astronomi è quello del Big Bang, secondo cui l'Universo cominciò a espandersi a partire da una *singolarità* iniziale, che segna l'origine del tempo e dello spazio. I dati osservativi più importanti a sostegno della teoria del Big Bang derivano dalla *legge di Hubble* e dalla *radiazione cosmica di fondo*.

## L'effetto Doppler-Fizeau

Prima di introdurre la *legge di Hubble* è bene richiamare il concetto di *effetto Doppler-Fizeau*. Le righe spettrali della radiazione elettromagnetica proveniente da un oggetto astronomico si spostano dalla loro posizione canonica se la sorgente è in movimento rispetto all'osservatore.

Se essa è in allontanamento, le righe spettrali si spostano verso lunghezze d'onda maggiori (rosse), un po' come se le onde elettromagnetiche venissero "stirate" lungo un percorso più lungo. In questo caso si ha il cosiddetto *spostamento verso il rosso* o *redshift*.

Il contrario accade se la sorgente è in avvicinamento. In questo caso le righe spettrali si spostano verso lunghezze d'onda più corte (blu), come se le onde fossero "comprese" lungo un percorso minore. Si ha allora lo *spostamento verso il blu* o *blueshift*.

Tale fenomeno è denominato *effetto Doppler-Fizeau* e fu scoperto nel 1842 per le onde sonore dal matematico di Praga Christian Doppler ed esteso successivamente alle onde elettromagnetiche dal fisico francese Armand Hippolyte Fizeau.

Dato che lo spostamento delle righe dipende dalla velocità radiale della sorgente, studiando lo spettro possiamo ricavarne la velocità d'allontanamento o d'avvicinamento. Il rapporto tra l'entità dello spostamento  $\Delta\lambda$  e la lunghezza d'onda  $\lambda$  viene indicato con la lettera  $z$ .

## La legge di Hubble

Negli anni Venti, Vesto M. Slipher cominciò a studiare gli spettri di alcune galassie lontane. Le difficoltà tecniche dell'epoca erano notevoli. Basti pensare che per ottenere lo spettro di una galassia era necessaria un'esposizione che si protraveva anche per dieci notti consecutive.

Il risultato poi era costituito da una strisciolina luminosa, lunga un quarto di centimetro e larga un dodicesimo, su cui bisognava identificare le righe dello spettro. Nonostante ciò, nel 1925, Slipher aveva ottenuto gli spettri di una quarantina di galassie lontane e tutti risultavano spostati verso il rosso. Interpretando il fenomeno in termini di effetto Doppler-Fizeau, l'astronomo concluse che le galassie lontane fossero in moto di allontanamento (*recessione*) da noi.

In quegli anni Edwin Powell Hubble e Milton Humason ottennero diversi spettri di galassie, la cui distanza era stata stimata da poco. Mettendo in relazione la velocità delle galassie e la loro distanza, i ricercatori giunsero a un risultato dalla portata eccezionale: la velocità di allontanamento delle galassie è proporzionale alla loro distanza, cioè più le galassie sono lontane, più sono veloci.

Nel quadro d'insieme ciò implica che tutte le distanze si dilatano dello stesso fattore: cioè l'Universo è in *espansione*.

Tutto ciò fu espresso nel 1929 attraverso *legge di Hubble*, secondo cui:  $v = H_0 \cdot d$ , dove  $v$  è la velocità di recessione lungo la linea di vista (in km/s),  $d$  è la distanza (in Mpc) e  $H_0$  è la cosiddetta *costante di Hubble*, la quale che indica in quale misura si espande attualmente l'Universo.

Il valore di  $H_0$  non è stato ancora determinato con precisione, ma si stima sia compreso tra  $50 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Mpc}^{-1}$  e  $100 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Mpc}^{-1}$ .

Dato che l'Universo è in espansione, esso ha certamente avuto inizio in un istante ben preciso, quello del Big Bang, tra 10 e 20 miliardi di anni fa. Tale tempo è denominato *tempo di Hubble* e si ricava dall'inverso della costante di Hubble ( $t_0 = H_0^{-1}$ ).

È da notare che l'età delle stelle più vecchie, come quelle contenute negli ammassi globulari, è valutata in  $16 \pm 2$  miliardi di anni. Questo valore, se confermato, implica un valore di  $H_0$  vicino al limite inferiore.

### La scala delle distanze

Nel calcolo della costante di Hubble, la conoscenza della distanza degli oggetti celeste è di primaria importanza, così come per tutta l'astrofisica. La misura delle distanze avviene tramite una catena di metodi che calibrandosi a vicenda, a seconda della loro importanza, ci consentono di stimare distanze sempre maggiori. I metodi più importanti sono qui di seguito sintetizzati.

- Il metodo della *parallasse trigonometrica* è fondamentale per la misura delle distanze all'esterno del Sistema Solare. Man mano che la Terra percorre la sua orbita attorno al Sole le stelle più vicine subiscono, a causa di un effetto di prospettiva, uno spostamento angolare rispetto alle stelle "fisse" più lontane. Quanto più l'angolo è grande, tanto più la stella è vicina. La metà dell'angolo di spostamento di una stella in un anno è denominato *parallasse*. Applicando le formule di trigonometria al triangolo che ha per base il semiasse maggiore dell'orbita terrestre, per altezza la distanza dell'astro e come angolo al vertice l'angolo di parallasse, si ricava la distanza della stella. Ciò introduce la definizione di *parsec* come la distanza alla quale dovrebbe trovarsi una stella per avere la parallasse di 1 secondo d'arco ( $1 \text{ parsec} = 3,2616 \text{ anni luce} = 3,0857 \cdot 10^{16} \text{ metri}$ ). Il metodo copre distanze inferiori a 100 parsec.
- Il moto proprio delle stelle negli ammassi può essere usato nella tecnica denominata del *punto convergente*. Utilizzando un fenomeno analogo a un effetto di prospettiva si risale dai moti propri delle stelle (tutti diretti verso il cosiddetto *punto di convergenza*) alla distanza dell'ammasso. Sfortunatamente questo metodo è difficile da realizzare in pratica e permette di calcolare distanze sino a 1000 parsec.
- Per ottenere le distanze degli ammassi aperti possiamo usare il metodo del "*main-sequence fitting*". Se di un ammasso conosciamo distanza e diagramma HR (magnitudine assoluta contro tipo spettrale o colore), sovrapponendo il suo diagramma al diagramma HR dell'ammasso di cui vogliamo la distanza, in modo che siano allineate le coordinate orizzontali, possiamo ricavare la distanza (o meglio il cosiddetto *modulo di distanza*) dallo spostamento verticale tra le due sequenze principali. Questo metodo fornisce distanze da un centinaio di parsec sino a 10 000 parsec;
- Le *RR Lyrae* sono stelle giganti variabili, le quali hanno preso il nome dal loro prototipo posto nella costellazione della Lira. La loro variabilità è compresa tra le 9 e le 17 ore. La magnitudine assoluta media visuale è sempre intorno a 0,6, tanto che esse possono essere usate come indicatori di distanza in un intervallo da 100 parsec a qualche centinaio di migliaia di parsec.
- Uno dei metodi studiati più accuratamente è senza dubbio quello che utilizza le *variabili cefeidi*, a causa della loro estrema luminosità e osservabilità nelle galassie vicine. Il metodo utilizza la loro relazione *periodo-luminosità* che lega la lunghezza del periodo di variabilità alla loro luminosità intrinseca. Le cefeidi con periodo più lungo sono le più luminose e ciò viene

utilizzato per determinarne la distanza. Le cefeidi vengono utilizzate come indicatori di distanza da 100 parsec sino a qualche milione di parsec.

- Le *novae* sono stelle variabili esplosive che aumentano di luminosità da 100 a 100 000 volte durante la fase esplosiva. Il massimo di luminosità ( $M_V$  da  $-5$  a  $-10$ ) viene raggiunto in tempi molto brevi, spesso in un solo giorno. De Vaucouleurs ha trovato che esiste una relazione tra la magnitudine assoluta del picco e il tempo affinché la luminosità cali di tre volte e ciò permette di ricavarne la distanza. Le distanze ottenibili con questo metodo coprono un intervallo da 1000 parsec a 1 milione di parsec.
- Nel 1977 Tully e Fisher hanno dimostrato che esiste una correlazione tra la magnitudine assoluta di una galassia spirale e la larghezza della linea di emissione radio a 21 cm dovuta all'idrogeno atomico neutro. Il *metodo Tully-Fisher* copre un intervallo da qualche milione di parsec a 100 milioni di parsec.
- Studiando le velocità di espansione degli involucri gassosi delle esplosioni delle supernovae di *tipo II* con metodi differenti, si può risalire alla distanza di questi oggetti. Tale metodo copre un intervallo di distanza da qualche milione a qualche miliardo di parsec.

### La radiazione cosmica di fondo

Nel 1948, il fisico americano d'origine russa George Gamow affermò che se l'Universo avesse avuto origine 10 o 20 miliardi d'anni or sono, da uno stato di formidabile temperatura e densità, così come previsto dalla teoria del Big Bang, allora l'espansione avrebbe raffreddato la radiazione esistente sino a una temperatura di circa 5 K e lo spettro di radiazione risultante sarebbe stato quello di "corpo nero", cioè analogo a quello emesso da un corpo in equilibrio termodinamico.

Nel 1964, due ingegneri dei Bell Telephone Laboratories, Arno Penzias e Robert Wilson, mentre sperimentavano un'insolita antenna per misurare l'intensità delle radioonde emesse dalla Via Lattea, trovarono un inaspettato *rumore* elettrico di fondo che persisteva in qualunque direzione fosse puntato lo strumento.

Dopo numerose verifiche i ricercatori conclusero che la radiazione captata sembrava provenire uniformemente dall'intero arco del cielo, in pratica dall'intero Universo. Fu scoperta così la *radiazione fossile* o *radiazione cosmica di fondo*, residuo del Big Bang, la cui temperatura è oggi stimata in  $2,728 \pm 0,004$  K. Tale importante scoperta fruttò a Penzias e Wilson il premio Nobel per la Fisica, nel 1978.

### Il Big Bang

Le evidenze a favore della *teoria del Big Bang* sono numerose e permettono di risalire indietro nel tempo sino a un istante molto vicino all'istante iniziale vero e proprio. Il momento del tempo zero è avvolto nel mistero. La teoria della relatività afferma che si era in una situazione di *singolarità*.

Percorriamo ora le varie tappe termiche dell'Universo.

- *Epoca di Planck*  
Da 0 s a  $5,4 \cdot 10^{-44}$  s (*tempo di Planck*). In quel momento tutta la materia dell'Universo è "impacchettata" in una regione piccolissima, dalle dimensioni di  $1,5 \cdot 10^{-33}$  cm (*lunghezza di Planck*), con una temperatura maggiore di  $10^{32}$  K.
- *Epoca della Grande Teoria Unificata (GUT da Grand Unified Theory)*  
Da  $5,4 \cdot 10^{-44}$  s a  $10^{-35}$  s. Inizialmente la temperatura è pari a  $10^{32}$  K e l'Universo è composto da un miscuglio di particelle quali *quark* (particelle con carica pari a una frazione della carica dell'elettrone e costituenti fondamentali dei protoni e dei neutroni), *elettroni* e *neutrini* (entrambi appartenenti alla classe dei *leptoni*), fotoni e "esotiche" *particelle X* (bosoni supermassicci). A  $10^{-35}$  s la temperatura è scesa a  $10^{28}$  K.

- *Epoca dell'inflazione*  
Da  $10^{-35}$  s a  $10^{-32}$  s. Ha luogo l'*inflazione*, una violenta espansione dell'Universo che ne aumenta rapidamente le dimensioni di  $10^{48}$  volte.
- *Epoca dei quark*  
Da  $10^{-32}$  s a  $10^{-6}$  s. Le particelle rimaste sono quark, leptoni e fotoni. Trascorso questo periodo la temperatura è scesa a  $10^{13}$  K.
- *Epoca dei protoni*  
Da  $10^{-6}$  s a  $10^{-3}$  s. Quando l'energia media dei quark inizia a scendere ha inizio un processo di annichilazione tra quark e antiquark su vasta scala. Ma i quark sono più numerosi e sopravvivono, per cui possono combinarsi a tre alla volta e formare protoni e neutroni.
- *Epoca della radiazione*  
Da  $10^{-3}$  s a 3 min. In questa fase avviene l'annichilazione degli elettroni con i positroni, con la formazione dei fotoni. Sopravvivono gli elettroni che ancora oggi risiedono negli involucri atomici, in numero pari ai protoni poiché la carica totale deve essere nulla. La temperatura è scesa a 1 miliardo di gradi.
- *Epoca dell'elio*  
Dai 3 min ai 12 min. La temperatura scende ancora sino a 500 milioni di gradi e si formano i nuclei di elio a partire dai protoni e neutroni. Il 25% delle particelle pesanti è costituito da nuclei di elio. La temperatura è scesa troppo affinché si possano formare nuclei più pesanti.
- *Epoca di transizione*  
Dai 12 min ai 300 000 anni. Non accade nulla di particolare. L'Universo continua a raffreddarsi in seguito all'espansione.
- *Epoca della materia*  
A 300 000 anni la temperatura è scesa a 3000 K. I nuclei cominciano a catturare gli elettroni e gli atomi formati diventano stabili. L'Universo, opaco sino a questo momento perché gli elettroni liberi assorbivano e diffondevano i fotoni, diventa trasparente alla radiazione. Si ha il cosiddetto *disaccoppiamento tra radiazione e materia*. I fotoni possono viaggiare liberi e continuano a perdere energia a causa dell'espansione cosmica.  
In quest'epoca le fluttuazioni lasciano il segno sul fondo cosmico, proprio quelle distorsioni (o meglio *anisotropie*) osservate nel 1992 dal satellite americano COBE, le quali hanno fornito la conferma definitiva della teoria del Big Bang. È a partire dalle fluttuazioni di densità della materia che dopo 1 miliardo di anni si formano, per collasso gravitazionale, le galassie e le stelle.

### **Il destino ultimo dell'Universo**

I cosmologi non hanno ancora trovato un accordo sulla fine dell'Universo, perché non è ancora ben chiaro se ci sia abbastanza materia nell'Universo da frenare, con la sua forza gravitazionale, il processo di espansione.

I modelli teorici indicano che l'Universo potrà espandersi per sempre oppure a un certo punto iniziare a contrarsi. Il limite di separazione tra queste due possibilità è dato dal valore della *densità critica* dell'Universo che è intorno a  $5 \cdot 10^{-30}$  grammi per centimetro cubo, pari a circa 3 protoni per metro cubo.

Se la densità è maggiore del valore critico, l'Universo si definisce *chiuso* (lo spazio è *sferico*) e quindi esso, raggiunta una certa espansione, collasserà su se stesso. Se la densità è esattamente uguale a quella critica, l'Universo è *aperto* (lo spazio è *piano*, a *geometria euclidea*) e continua a espandersi all'infinito ma sempre più lentamente. Nel caso in cui la densità è inferiore a quella critica, l'Universo è ancora *aperto* (lo spazio è *iperbolico*) e continuerà la sua espansione all'infinito.

- **Le fasi finali**

Esaminiamo quello che prevedono le teorie nel caso di Universo aperto:

- non accadrà nulla per molti miliardi di anni;
- tra  $10^{14}$  anni le ultime stelle cesseranno di brillare;
- tra  $10^{17}$  anni le stelle perderanno i loro pianeti a causa di incontri con altre stelle;
- tra  $10^{32}$  anni gran parte della materia sarà decomposta (per il decadimento dei protoni);
- tra  $10^{40}$  anni i quark saranno rarissimi;
- tra  $10^{66}$  anni i buchi neri con massa pari a 3 volte quella del sole, saranno “evaporati” (a causa di un complesso fenomeno denominato *effetto Hawking*);
- tra  $10^{100}$  anni anche i buchi neri di massa galattica “evaporeranno”, dopo di che l’Universo sarà rischiarato da una radiazione appena visibile e al suo interno fluttueranno solo neutrini, elettroni e positroni.